#### DEPARTAMENTO DE ASTROFISICA

Universidad de La Laguna

# Formación de estrellas masivas en galaxias Wolf-Rayet enanas

Memoria que presenta D. Ángel Rafael López Sánchez para optar al grado de Doctor en Ciencias Físicas.



INSTITUTO D ASTROFISICA D CANARIAS septiembre de 2006

Fecha de examen: Diciembre, 2006 Director de Tesis: Prof. Dr. César Esteban López

© Ángel Rafael López Sánchez 2006

Algunas de las figuras incluidas en este documento han sido publicadas previamente en The Astrophysical Journal, Astronomy & Astrophysics y Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica.

VERSIÓN 1.1 del 7 de noviembre de 2006, que difiere ligeramente de la depositada en la ULL el 27 de septiembre de 2006 (todas las referencias incluidas, corrección de erratas, cambios mínimos del texto, Apéndice E y Agradecimientos extendidos). La versión extendida (2.0) contará con una introducción divulgativa muy personal, *El Universo sobre mí*.

En las minas de Moria: Frodo: Ojalá el Anillo nunca hubiera llegado a mí. Ojalá nada hubiera ocurrido. Gandalf: Eso desean los que viven estos tiempos, pero no les toca a ellos decidir. Lo único que podemos decidir es qué hacer con el tiempo que se nos ha dado.

Versión cinematográfica de La Comunidad del Anillo.

NICOLE: Some people wanna fill the world with silly Love songs. EWAN: Well, what's wrong with that? I'd like to know, Cause here I go again! Love lifts us up where we belong. Where eagles fly on a mountain high.

Extracto de Elephant Love Medley. Moulin Rouge (2001).

### AGRADECIMIENTOS \_\_\_\_\_

No recuerdo exactamente cuándo quise ser astrónomo. Mi primer recuerdo asociado a las estrellas se difumina en el propio amanecer de mi consciencia, cuando le pregunté a mi madre desde la azotea del piso de la Avenida Barcelona de Córdoba qué eran esos puntitos que titileaban allá arriba. Más tarde, cuando comenzaba primaria, mis amigos Leo y Pepe me dejaron un librito de Astronomía para niños (que aún poseo y no pienso devolver) y comencé a pedir más información sobre el mundo de las estrellas. Di un nuevo paso en el verano de 1987, cuando desde un chalé de la sierra de Córdoba y armado con unos prismáticos empecé a reconocer las constelaciones y los planetas, y a buscar nebulosas, cúmulos de estrellas y galaxias con la ayuda de rudimentarios mapas del cielo. Unos años después mi padre me hizo el mejor regalo que me han hecho jamás, un pequeño telescopio. Entonces comencé a pasar noches enteras, fuese verano o invierno, dibujando en mi cuaderno de observación todo aquello que pasase por el ocular. Quizás durante una de esas noches fue cuando decidí dedicar mi vida a la Astronomía. Este contacto con la Naturaleza me proporcionaba una sensación de vértigo y de asombro, a veces también de melancolía. Con el tiempo, estos sentimientos, a mitad de camino entre la Ciencia y la Filosofía, pasaron a ser una ilusión y ésta, finalmente y no sin muchas vicisitudes, pasó a convertirse en trabajo, cuyo resultado más evidente es la Tesis Doctoral que tienes en tus manos.

Puedo decir que el resumen de mi vida está íntimamente ligado a las estrellas y a mi lucha personal por ser astrofísico. Todos los que me conocéis desde antaño lo sabéis bien, quizás alguno de los más recientes os hayáis percatado de ello. Por eso es tan importante para mí el momento en el que concluyo la Tesis Doctoral, no sólo a nivel profesional sino a nivel personal. Es una ilusión increíble y por eso estoy cuidando todos los detalles. Por eso al final *la cosa se retrasó un poco* y por el mismo motivo *el número de páginas se incrementó más*. Pero no habría llegado jamás a este punto si no fuese por el cariño, apoyo y ayuda de mucha gente que ha celebrado conmigo los avances y acompañado en los momentos difíciles. No creo que fuese capaz aquí de mencionaros a todos y no dejarme a nadie atrás. No obstante, lo intentaré. Porque ya me lo decía mi padre desde muy pequeño, *es de bien nacido el ser agradecido*.

Ante todo, quiero agradecer a César toda la paciencia que ha tenido conmigo, y por mostrarse siempre más como un amigo que como un *jefe*. Por comprender mi afán por divulgar la Astronomía a la vez que me peleo con *reddenings* y demás. He aprendido muchas cosas de ti, y más que espero aprender. Gracias. Jamás podré agradecerte lo suficiente que me *obligaras* a ir a Australia en verano de 2003.

En segundo lugar, a mis padres Ángel y María José y a mi hermana Laura. Porque me han aguantado siempre, visto evolucionar desde niño y apoyado en todas mis decisiones. Gracias por darme la oportunidad de estudiar fuera de casa y comprender mi ilusión por las estrellas. Gracias por tantos regalos de libros y oculares a lo largo de tantos años. Leí hace no mucho que cuando uno es feliz no sabe que lo es. Máxime si eres un chaval de doce años correteando por el campo. También doy gracias al resto de la familia, tíos, tías, primos y primas. Por acordarse de mí cuando ven algo de Astronomía en la tele o en el periódico.

A David, por apoyarme y guiarme tanto en el mundillo de la astronomía de aficionado como en mis primeras fases como astrónomo profesional. Compartimos la misma afición por las estrellas. No la perdamos nunca pese a las adversidades de la vida. A Amadora por haber sido mi madre adoptiva durante mucho tiempo.

A Jose, mi *alter ego* Jedi. Gracias por hacer más soportables los interminables días pre-tesis mientras soñábamos en montañas y arroyuelos cuando hacíamos la comida. A Jorge y Sergio, compañeros de fatigas y pesares en luchas nebulares y estelares. ¡Gracias chicos, habéis sido vitales en todo esto! A mis compañeros de despacho (Carlos, Rafa, Corrado, Miguel, Robert, Santi, Conrado, Alex, Mirjana, Itahiza, Noemí y Mercedes). Por aguantar mis estreses y despistes. Hago extensible el agradecimiento a *todos* los compañeros del IAC que atraviesan o atravesaron *esto* de la tesis (Miriam, Roi, Rosa, Nancy, Charo, Jonay, Julia, Héctor, Mámen, Fabiola, Ismael, Rubén, Ricardo, Álex, Vero, Miguel U., Aude ...). A Héctor y Mónica, mis *referees* particulares. A Jorge y su conexión inalámbrica, sin la que jamás habría sido capaz de consultar NED y ADS desde mi habitación a las cuatro de la madrugada.

A la comisión de doctorado de la ULL, que ha hecho descubrir mi vocación oculta de traductor de idiomas. A la Real Academia de la Lengua, que sólo acepta *espectroscopia* aunque todos empleemos *espectroscopía*.

A mis amigos de toda la vida de Córdoba (Juan Carlos, Santi, Jose, Antonio, Rafa, Leo, Pepe, Ana, María Dolores, Lidia, Mónica, Sara, ...) y Granada (Javi, Dámaso, Manolo, Bella, Miriam, Juan, Antonio Jesús, Álvaro, ...).

A Lola, por haber compartido conmigo parte del viaje. Por haberme hecho feliz durante casi diez años y por tantas charlas de astrofilosofía y matemáticas. Tu camino corre ahora por sendero distinto al mío, pero jamás olvidemos esos años juntos. Gracias a Pepe, Dolo, Jose, Chon y resto de familia por acogerme durante todo ese tiempo como uno más de vosotros.

A las chicas que tanto me *soportaron* en buenos y malos momentos: Sara, desbordas alegría. Irene, es un honor contar con tu confianza ¡Ahora termina la tesis tú! Rakel, me debes un *Risk* :P. Noe, nunca pierdas tu sonrisa y tu forma de ser. Natalia, gracias por devolverme la ilusión cuando la creía perdida.

A los astrónomos aficionados, en especial a los cordobeses y granadinos. Y, de forma destacada, a Jose Alejandro. Mención especial también a Rafa Benavides Javi Rojano, astrónomos aficionados con ideas de profesionales. A Aniceto y a Paco, por las aventuras astronómicas en *Graná* y congresos varios. A los amigos astrónomos del *chat* de Canarias y Península, entre ellos a Víctor Ruiz. A los lectores que siguen *mi rayadura de blog*, especialmente a los que dejan comentarios. A Lourdes Verdes-Montenegro, John Hibbard, Pierre A. Duc y Bärbel Koribalski por *engatusarme* al radio. Lourdes, aún te debo una cena. Gracias John por tu ayuda en las propuestas del VLA, no sabes la emoción que sentí cuando me citaste en tu charla australiana. Pierre, gracias por tus comentarios y referencias de HCG 31. Y a Bärbel por su amistad y ayuda en ATCA y enseñarme *de verdad* a observar y reducir datos interferométricos.

A Bill Keel por su *refereo* de mi artículo de Mkn 1087. A Emanuela Pompei por sus conversaciones sobre grupos de galaxias. A Manuel Peimbert por su confianza y por las discusiones sobre NGC 5253 y las calibraciones empíricas. A Daniel Schaerer (el autor más citado en esta tesis) por hacer un catálogo de galaxias Wolf-Rayet y compartir sus conocimientos durante las visitas a Tenerife. A Grazyna Stasiñka por su cordialidad y fructíferas discusiones sobre el comportamientos de observables astronómicos. A F. Combes por confiar en este *PhD student* para hacer el *refereo* de un artículo científico a la revista *Astronomy & Astrophysics*.

Al Instituto de Astrofísica de Canarias. Siempre he defendido la máxima de que los estudiantes en el IAC somos unos privilegiados por disponer de unos medios y unas oportunidades tan buenas como las que se tienen aquí. Debo muchos favores a muchos de vosotros: Inés, Juan Antonio, Ramón, Pablo, Clara, Teo, María Jesús, Casiana, Artemio, Alfred, Luis, Gabi, Marc, Ismael, Nicola y en especial a Pere y Álex O. por sus palabras en momentos difíciles. A Víctor por animarme a observar en infrarrojo. A Eva por ser tan eficaz con los viajes. A Judith y a Tanja por su alegría. A Nieves, Lourdes y Mari por ayudarme en los primeros momentos y resolverme los papeleos. A la gente del CAU (Joaquín, Elito e Isa) por su ayuda cuando los ordenadores se rebelaban. A todos mis alumnos de prácticas, en especial a Adriana y Jose, mis *alumnos modelo.* ¡Qué alegría el día que también se reconoció vuestro esfuerzo y entrásteis al IAC!

A compañeros y amigos astrónomos *de toda condición*, Granada (Emilio, Antxón, Pepe, Alberto, Enrique, Rosa, Mariano, Luis Felipe, Guillén, Víctor, José Luis, Jose María, Pepa, Paco, Rafa G., Rafa R., Montse, Antonio D., Antonio del T., Eduardo, Estrella, Carlos, Ute, Inma, Vicente, Manolo y a la memoria de Lucas), Barcelona (¡gracias Chema por tus palabras en una charla del IAC!), Madrid (Cristina, África, Jesús, Jaime, Jesús, María, Izaskum, Joaquín, Mar, Rafa B. ...), ING (Danny, Carrie, Romano), Observatorio del Roque de los Muchachos (especialmente a Amanda y su ayuda en el NOT), Observatorio del Teide (Luis, Cristina, Sergio, Santiago), Observatorio de Calar Alto (Santos, Sebastián, Felipe y Ana), gente de ATNF por su cariñosa acogida en mi estancia en Sydney, y resto de *colegas* de congresos y cursos (¡qué piña éramos los españoles en el VLA!). A Jesús Maíz-Apellaniz, Enrique Pérez-Montero, Luzma Cairós y D. Israel Méndez por la ayuda recogida en sus tesis.

Y, en definitiva, a todas aquellas personas que, de una u otra forma, me hayan *echado un cable* para llegar a este punto. A todos vosotros, gracias por haber ayudado a que este sueño se hiciese realidad.

ÁNGEL RAFAEL LÓPEZ SÁNCHEZ, en el primer corralín del IAC, La Laguna, Tenerife, a las 10:55 de la mañana del 27 de septiembre de 2006 (j30 añitos justos!) Versión extendida del 6 de noviembre de 2006, jespero que ahora estéis ya todos!

#### RESUMEN .

En esta tesis presentamos un estudio morfológico, fotométrico y espectroscópico detallado de una muestra de 20 galaxias Wolf-Rayet (WR). Las galaxias WR son un subtipo de las galaxias HII cuyo espectro integrado muestra líneas de emisión propias de estrellas WR, indicando la presencia de una población importante de estrellas masivas y la juventud extrema del brote de formación estelar. El principal objetivo es el estudio de la formación estelar y de las poblaciones de estrellas O y WR en estos objetos, así como comprender el papel que tienen las interacciones entre objetos compañeros de bajo brillo superficial en el disparo de los brotes de formación estelar.

Empleamos imágenes profundas con resolución espacial en filtros ópticos y del infrarrojo cercano (NIR) de banda ancha e interferenciales (H $\alpha$  y continuo adyacente) para estudiar la morfología estelar y del gas ionizado en cada galaxia, analizando el contenido de estrellas ionizantes, la edad de los brotes y la población de estrellas viejas subyacente. También se ha usado espectroscopía de rendija larga o echelle para estudiar las condiciones físicas (densidades y temperaturas electrónicas, enrojecimiento, naturaleza de la ionización), las abundancias químicas y la cinemática del gas ionizado, así como para determinar el contenido de estrellas masivas y su localización espacial en cada objeto. Este análisis ha permitido discernir entre la naturaleza pre-existente o de marea de los objetos enanos encontrados alrededor de las galaxias estudiadas.

De especial interés es el estudio de los grupos de galaxias HCG 31 y Mkn 1087, donde se necesitan interacciones a varios cuerpos para explicar las colas, puentes, fusiones de galaxias y enanas de marea encontradas. Incluimos también el detallado análisis de la historia de formación estelar y las poblaciones estelares de la galaxia IRAS 08339+6517, donde observamos por primera vez el rasgo WR y que también se encuentra interactuando con un objeto enano independiente cercano. No obstante, uno de los principales logros de esta tesis es la detección de las débiles líneas de recombinación de OII y CII en nuestros espectros profundos de VLT de la galaxia enana NGC 5253, encontradas por primera vez en un *starburst*. Además, encontramos un enriquecimiento localizado de nitrógeno y helio que es consistente con el esperado por la contaminación de las estrellas WR detectadas.

Completamos nuestras observaciones en óptico y NIR con datos en rayos-X, infrarrojo lejano (FIR) y radio (HI y continuo) extraídos de la literatura para obtener una visión más completa de la formación estelar y la evolución de cada objeto. Finalmente, presentamos unos resultados generales de toda la muestra de galaxias, buscando relaciones entre las magnitudes fotométricas, espectroscópicas y las encontradas en otras longitudes de onda. Concluimos que la gran mayoría de las galaxias analizadas (16 de 20,  $\sim$ 80% de los sistemas estudiados) muestran rasgos de interacción, confirmando la hipótesis de que las interacciones con o entre objetos enanos es el mecanismo principal que dispara la formación estelar en galaxias del tipo Wolf-Rayet.

I present a detailed morphological, photometrical and spectroscopical analysis of a sample of 20 Wolf-Rayet (WR) galaxies. WR galaxies are a subtype of HII galaxies whose integrated spectra show broad emission lines attributed to WR stars, indicating the presence of an important population of massive stars and the youth of the starburst. The main aims are the study of the star formation and O and WR stellar populations in these galaxies and the role that interactions between low surface companion objects could have in the triggering mechanism of the bursts.

Deep and high spatial resolution imagery in optical and near-infrared (NIR) broad band and narrow-band (H $\alpha$  and continuum) filters have been used to study the morphology of the stellar and ionized gas of each galaxy, its surroundings and possible faint companion objects. The ionizing stars content and the age of the recent star formation bursts and the old stellar underlying population are also analysed. Long slit and echelle spectroscopy have been used to study the physical conditions (electron density and temperature, reddening, ionization nature), the chemical abundances and the kinematics of the ionized gas, as well as the massive star population content and its spatial location in each galaxy. This study led to disentangle the tidal/preexisting nature of the companion objects surrounding the main galaxies.

Specially interesting are the cases of the groups of galaxies HCG 31 and Mkn 1087, where interactions involving more than two objects are needed to explain the tails, bridges, mergers and tidal dwarf galaxies observed in them. I also remark the detailed analysis of the star formation activity and stellar populations in the galaxy IRAS 08339+6517, where WR features are detected for the first time, and which is in interaction with a independent nearby dwarf object. However, one of the main goals of this thesis is the detection of the weak OII and CII recombination lines in our deep VLT spectra of the dwarf galaxy NGC 5253, the first time reported in a starburst. Futhermore, we detect a localized nitrogen and helium enrichment, which agrees with that expected for the pollution by the ejecta of WR stars. The amount of enriched material needed to produce the observed overabundance is consistent with the mass lost by the number of WR stars estimated in the starbursts.

Our optical/NIR observations are completed with X-ray, far-infrared (FIR) and radio (HI and continuum) data extracted from the literature in order to achieve a global vision of the star formation activity and evolution of each galaxy. Finally, general results involving all the galaxy sample and considering all the multiwavelength data are presented. I conclude that the majority of the analyzed galaxies (16 up to 20, ~80% of the objects) show clear interaction features, confirming the hypothesis that interaction with or between dwarf objects trigger the star formation activity in Wolf-Rayet galaxies.

Códigos Unesco: 2101.04, 2101.06, 2101.10, 2103.03.

## Contenido

| 1        | Int  | troducción: Motivación de esta tesis                                    | 1         |
|----------|------|---|-----------|
|          | 1.1  | Objetivos   | 1         |
|          | 1.2  | Estructura  | 5         |
| <b>2</b> | Est  | trellas Masivas   | 11        |
|          | 2.1  | Características generales de las estrellas masivas                      | 11        |
|          | 2.2  | Vientos de las estrellas masivas  | 14        |
|          | 2.3  | Estrellas Wolf-Rayet  | 15        |
|          |      | 2.3.1 Clasificación de las estrellas WR                                 | 17        |
|          |      | 2.3.2 La secuencia evolutiva de las estrellas masivas                   | 20        |
|          |      | 2.3.3 Vientos de estrellas WR   | 22        |
|          |      | 2.3.4 Poblaciones WR y su dependencia en la metalicidad $\ldots \ldots$ | 23        |
| 3        | An   | nálisis de regiones H 11  | <b>25</b> |
|          | 3.1  | Líneas de emisión permitidas y prohibidas                               | 27        |
|          | 3.2  | Ecuaciones de equilibrio estadístico                                    | 30        |
|          | 3.3  | Ionización y recombinación del hidrógeno                                | 31        |
|          | 3.4  | Equilibrio de fotoionización en regiones H II                           | 33        |
|          | 3.5  | Nubes de H y He   | 36        |
|          | 3.6  | Efectos de los metales  | 38        |
|          | 3.7  | La distribución de los iones en la nebulosa                             | 40        |
|          | 3.8  | Parámetro de ionización   | 43        |
|          | 3.9  | Efecto del polvo  | 46        |
|          | 3.10 | Cálculo de la extinción y el enrojecimiento                             | 47        |
|          | 3.11 | Cálculo práctico de $T_e$   | 48        |
|          | 3.12 | Determinación práctica de $n_{\rm e}$                                   | 50        |
|          | 3.13 | Abundacias químicas del gas ionizado                                    | 51        |
|          | 3.14 | Determinación de las abundancias totales                                | 54        |
|          |      | 3.14.1 El método directo  | 54        |
|          |      | 3.14.2 Calibraciones empíricas  | 59        |
|          | 3.15 | Abundancias de elementos metálicos con RLs                              | 60        |
|          | 3.16 | Fluctuaciones de temperatura  | 63        |
|          | 3.17 | Problemas en el cálculo de abundancias                                  | 64        |

| <b>4</b> | Fo   | Formación estelar en galaxias 6  |   |  |  |  |  |
|----------|--|--|---|--|--|--|--|
|          | 4.1  | Propiedades básicas de las galaxias  | 67  |  |  |  |  |
|          | 4.2  | Galaxias starburst   | 70  |  |  |  |  |
|          |  | 4.2.1 Regiones H II gigantes   | 71  |  |  |  |  |
|          |  | 4.2.2 Propiedades de los <i>starbursts</i>   | 74  |  |  |  |  |
|          |  | 4.2.3 Espectros de los <i>starbursts</i>   | 75  |  |  |  |  |
|          | 4.3  | Galaxias Wolf-Rayet  | 78  |  |  |  |  |
|          |  | 4.3.1 Línea de emisión ancha y estrecha de He II   |   |  |  |  |  |
|          |  | 4.3.2 Rasgos WR a diferentes metalicidades   | 82  |  |  |  |  |
|          | 4.4  | 4 Interacciones entre galaxias y actividad <i>starburst</i>  |   |  |  |  |  |
|          |  | 4.4.1 Starbursts inducidos por fusiones de galaxias  | 84  |  |  |  |  |
|          |  | 4.4.2 Galaxias enanas de marea   | 85  |  |  |  |  |
|          |  | 4.4.3 La importancia de las galaxias enanas  | 87  |  |  |  |  |
|          | 4.5  | El ritmo de formación estelar  | 89  |  |  |  |  |
|          | 4.6  | Cómo distinguir <i>starbursts</i> de AGNs  | 90  |  |  |  |  |
|          | 4.7  | Modelos teóricos de síntesis espectral   | 91  |  |  |  |  |
|          |  | 4.7.1 Modelos de poblaciones de estrellas O y WR en <i>starbursts</i> 9  | 91  |  |  |  |  |
|          |  | 4.7.2 Modelos de Starburst 99  | 96  |  |  |  |  |
|          |  | 4.7.3 Modelos de PEGASE.2  | 98  |  |  |  |  |
|          |  | 4.7.4 Modelos de fotoioniacion de regiones H II  | 99  |  |  |  |  |
|          |  | 4.7.5 Modelos de espectros sintéticos de líneas de absorción de H  |   |  |  |  |  |
|          |  | Balmer y He I $\ldots$ 10  | 00  |  |  |  |  |
|          |  |  |   |  |  |  |  |
| 5        | O  | oservaciones reducción y análisis de datos 10  | 01  |  |  |  |  |
| 5        | <b>O</b> I<br>5 1                                  | oservaciones, reducción y análisis de datos 10<br>Selección de la muestra de galaxias 1(   | <b>01</b><br>02   |  |  |  |  |
| 5        | <b>Ol</b><br>5.1<br>5.2                            | oservaciones, reducción y análisis de datos 10<br>Selección de la muestra de galaxias  | <b>01</b><br>02<br>03   |  |  |  |  |
| 5        | <b>Ol</b><br>5.1<br>5.2                            | oservaciones, reducción y análisis de datos       10         Selección de la muestra de galaxias       10         Datos fotométricos       10         5.2.1       Imágenes de banda ancha en el óptico       10  | <b>01</b><br>02<br>03<br>03   |  |  |  |  |
| 5        | OI<br>5.1<br>5.2                                   | pservaciones, reducción y análisis de datos       10         Selección de la muestra de galaxias       10         Datos fotométricos       10         5.2.1       Imágenes de banda ancha en el óptico       10         5.2.2       Imágenes en el infrarojo cercano (NIB)       11  | <b>01</b><br>02<br>03<br>03<br>11   |  |  |  |  |
| 5        | <b>Ol</b><br>5.1<br>5.2                            | pservaciones, reducción y análisis de datos       10         Selección de la muestra de galaxias       10         Datos fotométricos       10         5.2.1       Imágenes de banda ancha en el óptico       10         5.2.2       Imágenes en el infrarojo cercano (NIR)       11         5.2.3       Fotometría en Hα       11  | 01<br>02<br>03<br>03<br>11<br>17  |  |  |  |  |
| 5        | <b>Ol</b><br>5.1<br>5.2<br>5.3                     | pservaciones, reducción y análisis de datos       10         Selección de la muestra de galaxias       10         Datos fotométricos       10         5.2.1       Imágenes de banda ancha en el óptico       10         5.2.2       Imágenes en el infrarojo cercano (NIR)       11         5.2.3       Fotometría en H $\alpha$ 11         Observaciones espectroscópicas       12  | 01<br>02<br>03<br>03<br>11<br>17<br>24  |  |  |  |  |
| 5        | OI<br>5.1<br>5.2<br>5.3                            | pservaciones, reducción y análisis de datos       10         Selección de la muestra de galaxias       10         Datos fotométricos       10         5.2.1       Imágenes de banda ancha en el óptico       10         5.2.2       Imágenes en el infrarojo cercano (NIR)       11         5.2.3       Fotometría en H $\alpha$ 11         Observaciones espectroscópicas       12         5.3.1       Observaciones espectroscópicas de resolución intermedia us-  | 01<br>02<br>03<br>03<br>11<br>17<br>24  |  |  |  |  |
| 5        | <b>Ol</b><br>5.1<br>5.2<br>5.3                     | pservaciones, reducción y análisis de datos       10         Selección de la muestra de galaxias       10         Datos fotométricos       10         5.2.1       Imágenes de banda ancha en el óptico       10         5.2.2       Imágenes en el infrarojo cercano (NIR)       11         5.2.3       Fotometría en H $\alpha$ 11         Observaciones espectroscópicas       12         5.3.1       Observaciones espectroscópicas de resolución intermedia usando rendija larga       12  | 01<br>02<br>03<br>03<br>11<br>17<br>24<br>24  |  |  |  |  |
| 5        | <b>Ol</b><br>5.1<br>5.2<br>5.3                     | pservaciones, reducción y análisis de datos       10         Selección de la muestra de galaxias       10         Datos fotométricos       10         5.2.1       Imágenes de banda ancha en el óptico       10         5.2.2       Imágenes en el infrarojo cercano (NIR)       11         5.2.3       Fotometría en H $\alpha$ 11         Observaciones espectroscópicas       12         5.3.1       Observaciones espectroscópicas de resolución intermedia usando rendija larga       12         5.3.2       Observaciones espectroscópicas echelle usando VLT       13   | 01<br>02<br>03<br>03<br>11<br>17<br>24<br>24<br>30  |  |  |  |  |
| 5        | OI<br>5.1<br>5.2<br>5.3                            | pservaciones, reducción y análisis de datos       10         Selección de la muestra de galaxias       10         Datos fotométricos       10         5.2.1       Imágenes de banda ancha en el óptico       10         5.2.2       Imágenes en el infrarojo cercano (NIR)       11         5.2.3       Fotometría en H $\alpha$ 11         Observaciones espectroscópicas       12         5.3.1       Observaciones espectroscópicas de resolución intermedia usando rendija larga       12         5.3.2       Observaciones espectroscópicas echelle usando VLT       13         5.3.3       Análisis de los datos espectroscópicos       14   | 01<br>02<br>03<br>03<br>11<br>17<br>24<br>24<br>30<br>32  |  |  |  |  |
| 5        | 01<br>5.1<br>5.2<br>5.3                            | <b>Deservaciones, reducción y análisis de datos</b> 10         Selección de la muestra de galaxias       10         Datos fotométricos       10         5.2.1       Imágenes de banda ancha en el óptico       10         5.2.2       Imágenes en el infrarojo cercano (NIR)       11         5.2.3       Fotometría en H $\alpha$ 11         Observaciones espectroscópicas       12         5.3.1       Observaciones espectroscópicas de resolución intermedia usando rendija larga       12         5.3.2       Observaciones espectroscópicas echelle usando VLT       13         5.3.3       Análisis de los datos espectroscópicos       13         5.3.4       Calculo de la distancia a las galaxias       13   | 01<br>02<br>03<br>03<br>11<br>17<br>24<br>24<br>30<br>32<br>33  |  |  |  |  |
| 5        | OI<br>5.1<br>5.2<br>5.3                            | <b>Deservaciones, reducción y análisis de datos</b> 10         Selección de la muestra de galaxias       10         Datos fotométricos       10         5.2.1       Imágenes de banda ancha en el óptico       10         5.2.2       Imágenes en el infrarojo cercano (NIR)       11         5.2.3       Fotometría en H $\alpha$ 11         Observaciones espectroscópicas       12         5.3.1       Observaciones espectroscópicas de resolución intermedia us-<br>ando rendija larga       12         5.3.2       Observaciones espectroscópicas echelle usando VLT       13         5.3.3       Análisis de los datos espectroscópicos       14         5.3.4       Calculo de la distancia a las galaxias       15  | 01<br>02<br>03<br>03<br>11<br>17<br>24<br>24<br>30<br>32<br>33<br>37  |  |  |  |  |
| 5        | <b>Ol</b><br>5.1<br>5.2<br>5.3                     | <b>Deservaciones, reducción y análisis de datos</b> 10         Selección de la muestra de galaxias       10         Datos fotométricos       10         5.2.1       Imágenes de banda ancha en el óptico       10         5.2.2       Imágenes en el infrarojo cercano (NIR)       11         5.2.3       Fotometría en H $\alpha$ 11         Observaciones espectroscópicas       12         5.3.1       Observaciones espectroscópicas de resolución intermedia usando rendija larga       12         5.3.2       Observaciones espectroscópicas echelle usando VLT       13         5.3.3       Análisis de los datos espectroscópicos       15         5.3.4       Calculo de la distancia a las galaxias       13         Completitud de datos en otras frecuencias       14         5.4.1       Datos en radio       15  | 01<br>02<br>03<br>03<br>11<br>17<br>24<br>30<br>32<br>33<br>37<br>37  |  |  |  |  |
| 5        | <b>Ol</b><br>5.1<br>5.2<br>5.3<br>5.4              | <b>Deservaciones, reducción y análisis de datos</b> 10         Selección de la muestra de galaxias       10         Datos fotométricos       10         5.2.1       Imágenes de banda ancha en el óptico       10         5.2.2       Imágenes en el infrarojo cercano (NIR)       11         5.2.3       Fotometría en H $\alpha$ 11         Observaciones espectroscópicas       12         5.3.1       Observaciones espectroscópicas de resolución intermedia usando rendija larga       12         5.3.2       Observaciones espectroscópicas espectroscópicos       13         5.3.3       Análisis de los datos espectroscópicos       14         5.3.4       Calculo de la distancia a las galaxias       15         5.4.1       Datos en radio       13         5.4.2       Datos en infrarrojo lejano (FIR)       14   | 01<br>02<br>03<br>03<br>11<br>17<br>24<br>24<br>30<br>32<br>33<br>37<br>37<br>40                                      |  |  |  |  |
| 5        | OI<br>5.1<br>5.2<br>5.3<br>5.4                     | <b>Deservaciones, reducción y análisis de datos</b> 10         Selección de la muestra de galaxias       10         Datos fotométricos       10         5.2.1       Imágenes de banda ancha en el óptico       10         5.2.2       Imágenes en el infrarojo cercano (NIR)       11         5.2.3       Fotometría en H $\alpha$ 11         Observaciones espectroscópicas       12         5.3.1       Observaciones espectroscópicas de resolución intermedia usando rendija larga       12         5.3.2       Observaciones espectroscópicas echelle usando VLT       13         5.3.3       Análisis de los datos espectroscópicos       13         5.3.4       Calculo de la distancia a las galaxias       13         Completitud de datos en otras frecuencias       13         5.4.1       Datos en radio       13         5.4.2       Datos en infrarrojo lejano (FIR)       14         5.4.3       Datos en rayos-X       14  | 01<br>02<br>03<br>03<br>11<br>17<br>24<br>24<br>30<br>32<br>33<br>37<br>40<br>41                                      |  |  |  |  |
| 5        | 01<br>5.1<br>5.2<br>5.3<br>5.4                     | <b>Deservaciones, reducción y análisis de datos</b> 10         Selección de la muestra de galaxias       10         Datos fotométricos       10         5.2.1       Imágenes de banda ancha en el óptico       10         5.2.2       Imágenes en el infrarojo cercano (NIR)       11         5.2.3       Fotometría en H $\alpha$ 11         Observaciones espectroscópicas       12         5.3.1       Observaciones espectroscópicas de resolución intermedia usando rendija larga       12         5.3.2       Observaciones espectroscópicas echelle usando VLT       13         5.3.3       Análisis de los datos espectroscópicos       13         5.3.4       Calculo de la distancia a las galaxias       14         5.4.1       Datos en radio       14         5.4.2       Datos en radio       14         5.4.3       Datos en rayos-X       14   | $\begin{array}{c} 01 \\ 02 \\ 03 \\ 03 \\ 11 \\ 17 \\ 24 \\ 30 \\ 32 \\ 33 \\ 37 \\ 37 \\ 40 \\ 41 \\ 42 \end{array}$ |  |  |  |  |
| 5        | OI<br>5.1<br>5.2<br>5.3<br>5.4                     | <b>Deservaciones, reducción y análisis de datos</b> 10         Selección de la muestra de galaxias       10         Datos fotométricos       10         5.2.1       Imágenes de banda ancha en el óptico       10         5.2.2       Imágenes en el infrarojo cercano (NIR)       11         5.2.3       Fotometría en H $\alpha$ 11         Observaciones espectroscópicas       12         5.3.1       Observaciones espectroscópicas de resolución intermedia usando rendija larga       12         5.3.2       Observaciones espectroscópicas echelle usando VLT       15         5.3.3       Análisis de los datos espectroscópicos       15         5.3.4       Calculo de la distancia a las galaxias       16         5.4.1       Datos en radio       16         5.4.2       Datos en infrarrojo lejano (FIR)       14         5.4.3       Datos en rayos-X       14         5.4.4       Imágenes de archivo de HST       14   | 01<br>02<br>03<br>03<br>11<br>17<br>24<br>30<br>32<br>33<br>37<br>40<br>41<br>42                                      |  |  |  |  |
| 5        | OI<br>5.1<br>5.2<br>5.3<br>5.4<br>De               | pservaciones, reducción y análisis de datos       10         Selección de la muestra de galaxias       10         Datos fotométricos       10         5.2.1       Imágenes de banda ancha en el óptico       10         5.2.2       Imágenes en el infrarojo cercano (NIR)       11         5.2.3       Fotometría en H $\alpha$ 11         Observaciones espectroscópicas       12         5.3.1       Observaciones espectroscópicas de resolución intermedia usando rendija larga       12         5.3.2       Observaciones espectroscópicas echelle usando VLT       13         5.3.3       Análisis de los datos espectroscópicos       14         5.3.4       Calculo de la distancia a las galaxias       15         5.4.1       Datos en radio       14         5.4.2       Datos en radio       14         5.4.3       Datos en rayos-X       14         5.4.4       Imágenes de archivo de Hst       14         secripción de las galaxias       14         MCC 1741 - HCG 31 AC       14   | 01<br>02<br>03<br>03<br>11<br>17<br>24<br>30<br>32<br>33<br>37<br>40<br>41<br>42<br>45<br>45                          |  |  |  |  |
| 5        | OI<br>5.1<br>5.2<br>5.3<br>5.4<br>Da<br>6.1<br>6.2 | pservaciones, reducción y análisis de datos       10         Selección de la muestra de galaxias       10         Datos fotométricos       10         5.2.1       Imágenes de banda ancha en el óptico       10         5.2.2       Imágenes en el infrarojo cercano (NIR)       11         5.2.3       Fotometría en H $\alpha$ 11         Observaciones espectroscópicas       12         5.3.1       Observaciones espectroscópicas de resolución intermedia usando rendija larga       12         5.3.2       Observaciones espectroscópicas de resolución intermedia usando rendija larga       12         5.3.2       Observaciones espectroscópicas de resolución intermedia usando rendija larga       14         5.3.4       Calculo de la distancia a las galaxias       15         5.3.4       Calculo de la distancia a las galaxias       14         Completitud de datos en otras frecuencias       14         5.4.1       Datos en radio       14         5.4.2       Datos en rayos-X       14         5.4.4       Imágenes de archivo de Hst       14         secripción de las galaxias       14         Mkn 1087       14 | <b>01</b><br>02<br>03<br>03<br>11<br>17<br>24<br>30<br>32<br>33<br>37<br>40<br>41<br>42<br><b>45</b><br>46            |  |  |  |  |

\_\_\_\_\_

|      | 6.3.1  | Resultados fotométricos             | 148 |
|------|--------|-------------------------------------|-----|
|      | 6.3.2  | Resultados espectroscópicos         | 151 |
|      | 6.3.3  | Edades de las poblaciones estelares | 157 |
|      | 6.3.4  | Conclusiones                        | 159 |
| 6.4  | Mkn 11 | 199                                 | 160 |
|      | 6.4.1  | Resultados fotométricos             | 161 |
|      | 6.4.2  | Resultados espectroscópicos         | 165 |
|      | 6.4.3  | Edades de las poblaciones estelares | 170 |
|      | 6.4.4  | Conclusiones                        | 171 |
| 6.5  | Mkn 5  |                                     | 172 |
|      | 6.5.1  | Resultados fotométricos             | 173 |
|      | 6.5.2  | Resultados espectroscópicos         | 176 |
|      | 6.5.3  | Edades de las poblaciones estelares | 181 |
|      | 6.5.4  | Conclusiones                        | 181 |
| 6.6  | IRAS 0 | 08208+2816                          | 182 |
|      | 6.6.1  | Resultados fotométricos             | 183 |
|      | 6.6.2  | Resultados espectroscópicos         | 186 |
|      | 6.6.3  | Edades de las poblaciones estelares | 191 |
|      | 6.6.4  | Conclusiones                        | 192 |
| 6.7  | IRAS 0 | 08339+6517                          | 193 |
| 6.8  | POX 4  |                                     | 194 |
|      | 6.8.1  | Resultados fotométricos             | 195 |
|      | 6.8.2  | Resultados espectroscópicos         | 197 |
|      | 6.8.3  | Edades de las poblaciones estelares | 203 |
|      | 6.8.4  | Conclusiones                        | 206 |
| 6.9  | UM 42  | 0                                   | 207 |
| 0.0  | 6.9.1  | Resultados fotométricos             | 208 |
|      | 6.9.2  | Resultados espectroscópicos         | 210 |
|      | 6.9.3  | Edades de las poblaciones estelares | 213 |
|      | 6.9.4  | Conclusiones                        | 214 |
| 6.10 | SBS 09 | 126+606A                            | 215 |
|      | 6.10.1 | Resultados fotométricos             | 217 |
|      | 6.10.2 | Resultados espectroscópicos         | 220 |
|      | 6.10.3 | Edades de las poblaciones estelares | 224 |
|      | 6.10.4 | Conclusiones                        | 224 |
| 6.11 | SBS 09 | 48+532                              | 225 |
| 0.11 | 6.11.1 | Resultados fotométricos             | 225 |
|      | 6.11.2 | Resultados espectroscópicos         | 228 |
|      | 6.11.3 | Edades de las poblaciones estelares | 232 |
|      | 6 11 4 | Conclusiones                        | 233 |
| 6.12 | SBS 10 | 54+365                              | 234 |
| 0.12 | 6.12.1 | Resultados fotométricos             | 235 |
|      | 6 12 2 | Resultados espectroscópicos         | 238 |
|      | 6 12 3 | Edades de las poblaciones estelares | 241 |
|      | 6.12.0 | Conclusiones                        | 241 |
|      |        |                                     |     |

|          | 6.13 | SBS $1211+540$  | 12  |
|----------|------|---|-----|
|          |      | $3.13.1  \text{Resultados fotométricos}  \dots  \dots  \dots  \dots  \dots  \dots  \dots  24$                                 | 12  |
|          |      | 3.13.2 Resultados espectroscópicos  | 15  |
|          |      | $5.13.3$ Conclusiones $\ldots 24$   | 17  |
|          | 6.14 | SBS 1319+579  | 18  |
|          |      | 3.14.1 Resultados fotométricos  | 19  |
|          |      | 3.14.2 Resultados espectroscópicos  | 52  |
|          |      | 3.14.3 Edades de las poblaciones estelares  | 55  |
|          |      | 3.14.4 Conclusiones $25$  | 56  |
|          | 6.15 | SBS 1415+437  | 58  |
|          |      | 3.15.1 Resultados fotométricos  | 59  |
|          |      | 3.15.2 Resultados espectroscópicos  | 31  |
|          |      | $3.15.3$ Edades de las poblaciones estelares $\ldots \ldots \ldots \ldots \ldots \ldots 26$                                   | 34  |
|          |      | 3.15.4 Conclusiones $26$  | 36  |
|          | 6.16 | III Zw 107  | 37  |
|          |      | 6.16.1 Resultados fotométricos  | 38  |
|          |      | 5.16.2 Resultados espectroscópicos  | 71  |
|          |      | 5.16.3 Edades de las poblaciones estelares  | 75  |
|          |      | 5.16.4 Conclusiones   | 76  |
|          | 6.17 | Tol 9   | 77  |
|          |      | 3.17.1 Resultados fotométricos  | 78  |
|          |      | 5.17.2 Resultados espectroscópicos  | 32  |
|          |      | 5.17.3 Edades de las poblaciones estelares  | 35  |
|          |      | 5.17.4 Conclusiones   | 37  |
|          | 6.18 | Tol 1457-262  | 38  |
|          | 0.20 | 5.18.1 Resultados fotométricos  | 39  |
|          |      | 5.18.2 Resultados espectroscópicos  | )3  |
|          |      | 5.18.3 Edades de las poblaciones estelares  | 98  |
|          |      | $3.18.4$ Conclusiones $\ldots 29$   | 99  |
|          | 6.19 | Arp 252   | )0  |
|          |      | 3.19.1 Resultados fotométricos  | )() |
|          |      | 3.19.2 Resultados espectroscópicos  | )5  |
|          |      | 5.19.3 Edades de las poblaciones estelares  | )8  |
|          |      | 3.19.4 Conclusiones $3.19.4$  | )9  |
|          | 6.20 | NGC 5253  | 10  |
|          | 6.21 | Resumen esquemático de conclusiones particulares  | 10  |
|          |      | 1 1   |     |
| <b>7</b> | For  | nación estelar e interacciones en grupos de galaxias 31   | .3  |
|          | 7.1  | Formación de estrellas masivas y estructuras de marea en HCG 31 31  | 14  |
|          |      | 7.1.1 Resultados  | 18  |
|          |      | 7.1.2 Discusión   | 33  |
|          | 7.2  | La galaxia compacta azul luminosa Mkn 1087 y sus alrededores $\ .$ 35   | 51  |
|          |      | 7.2.1 Resultados  | 53  |
|          |      | 7.2.2 Espectros de resolución intermedia  | 56  |
|          |      | 7.2.3 Discusión $\ldots \ldots 36$ | 34  |
|          |      |   |     |

| 8  | Po            | blaciones estelares en IRAS 08339+6517                              | 377 |
|----|---------------|---|-----|
|    | 8.1           | Estudios previos de IRAS 08339+6517                                 | 378 |
|    | 8.2           | Resultados  | 379 |
|    |               | 8.2.1 La extinción hacia IRAS 08339+6517 $\ldots$                   | 379 |
|    |               | 8.2.2 Imágenes en óptico  | 382 |
|    |               | 8.2.3 Imagen en H $\alpha$  | 383 |
|    |               | 8.2.4 Espectros de resolución intermedia                            | 385 |
|    | 8.3           | Discusión   | 392 |
|    |               | 8.3.1 Edades de los brotes y poblaciones estelares                  | 392 |
|    |               | 8.3.2 El ritmo de formación estelar                                 | 401 |
|    |               | 8.3.3 Población de estrellas WR                                     | 403 |
|    |               | 8.3.4 La naturaleza de IRAS 08339+6517 $\ldots$                     | 405 |
| 9  | Co            | ontaminación química localizada en NGC 5253                         | 411 |
|    | 9.1           | Estudios previos de NGC 5253  | 412 |
|    | 9.2           | Espectroscopía profunda con VLT                                     | 415 |
|    | 9.3           | Perfiles de las líneas de emisión y cinemática del gas              | 418 |
|    | 9.4           | Condiciones físicas del gas ionizado                                | 420 |
|    | 9.5           | Abundancias iónicas   | 423 |
|    |               | 9.5.1 Abundancia de $He^+$  | 423 |
|    |               | 9.5.2 Abundancias iónicas con CELs                                  | 423 |
|    |               | 9.5.3 Abundancias iónicas con RLs                                   | 424 |
|    | 9.6           | Discrepancia de abundancias y fluctuaciones de temperatura          | 426 |
|    | 9.7           | Abundancias totales   | 427 |
|    | 9.8           | Análisis adicional de los perfiles de las líneas de emisión         | 430 |
|    | 9.9           | Líneas de absorción y cinemática estelar                            | 431 |
|    | 9.10          | Edad de los brotes y población estelar masiva                       | 433 |
|    | 9.11          | El enriquecimiento localizado de nitrógeno                          | 435 |
|    | 9.12          | Discrepancia de abundancias en regiones H <sub>II</sub>             | 437 |
| 10 | $\mathbf{Pr}$ | opiedades globales  | 439 |
|    | 10.1          | Detección del rasgo WR  | 439 |
|    | 10.2          | Magnitudes y colores  | 443 |
|    | 10.3          | Propiedades físicas del gas ionizado                                | 447 |
|    | 10.4          | Abundancias químicas del gas ionizado                               | 451 |
|    |               | 10.4.1 Comparación con abundancias empíricas                        | 455 |
|    |               | 10.4.2 Relación metalicidad-luminosidad                             | 459 |
|    |               | 10.4.3 Relación metalicidad-color                                   | 460 |
|    | 10.5          | Ritmos de formación estelar   | 461 |
|    |               | 10.5.1 Calibración de SFR con $L_X$ para galaxias <i>starbursts</i> | 462 |
|    | 10.6          | Correlación FIR/radio   | 465 |
|    | 10.7          | Masas   | 466 |
|    | 10.8          | Rasgos de interacción   | 470 |
| 11 | Co            | onclusiones   | 473 |

| $\mathbf{A}$ | A Cálculo de la extinción y el enrojecimiento |   |       |  |  |  |
|--------------|---|---|-------|--|--|--|
|              | A.1   | Leyes de extinción interestelar   | . 479 |  |  |  |
|              | A.2   | Corrección de enrojecimiento en espectros   | . 483 |  |  |  |
|              | A.3   | Extinción Galáctica y extragaláctica  | . 487 |  |  |  |
|              | A.4   | Absorción estelar subyacente en las líneas de Balmer  | . 487 |  |  |  |
|              | A.5   | Cálculo práctico de $C(H\beta)$ y $W_{abs}$   | . 488 |  |  |  |
| в            | Ca  | libraciones empíricas para calcular abundancias químicas  | 489   |  |  |  |
| $\mathbf{C}$ | De  | eterminación práctica del SFR   | 501   |  |  |  |
|              | C.1   | $\label{eq:conduct} \ensuremath{i}\xspace{\ensuremath{Cuidado}\xspace} \ensuremath{con}\xspace{\ensuremath{label}\xspace{\ensuremath{con}\xspace{\ensuremath{\space{\ensuremath{\space}\ensuremath{\space{\ensuremath{\space}\ensuremath{\space{\ensuremath{\suremath{\space}\space{\suremath{\spa$ | . 501 |  |  |  |
|              | C.2   | Uso del flujo H $\alpha$  | . 503 |  |  |  |
|              | C.3   | Uso del flujo en FIR  | . 503 |  |  |  |
|              | C.4 Uso del continuo de radio                 |   |       |  |  |  |
|              | C.5 Uso de la luminosidad en $B$              |   |       |  |  |  |
|              |   | C.5.1 Usando el flujo del continuo UV   | . 505 |  |  |  |
|              | C.6   | Uso del flujo de $[O II]$   | . 506 |  |  |  |
|              | C.7   | Uso del flujo en rayos-X  | . 507 |  |  |  |
| D            | Co  | cientes de líneas de NGC 5253   | 509   |  |  |  |
| $\mathbf{E}$ | Gl  | osario de términos  | 513   |  |  |  |
| Bi           | Bibliografía                                  |   |       |  |  |  |

### Capítulo 1 : Introducción: Motivación de esta tesis

El Cosmos no fue descubierto hasta ayer. Durante un millón de años era evidente para todos que aparte de la Tierra no había otro lugar. Luego, en la última décima parte de un uno por ciento de la vida de nuestra especie, en el instante entre Aristarco y nosotros, nos dimos cuenta de mala gana de que no éramos el centro ni el objetivo del Universo, sino que vivíamos sobre un mundo diminuto y frágil perdido en la inmensidad y en la eternidad, a la deriva por un gran océano cósmico punteado aquí y allí por centenares de miles de millones de galaxias y por mil millones de billones de estrellas. Sondeamos valientemente en las aguas y descubrimos que el océano nos gustaba, que resonaba con nuestra naturaleza. Algo en nosotros reconoce el Cosmos como su hogar. Estamos hechos de cenizas de estrellas. Nuestro origen y evolución estuvieron ligados a distantes acontecimientos cósmicos. La exploración del Cosmos es un viaje para autodescubrirnos.

Carl Sagan, Cosmos, Capítulo XIII, ¿Quién habla en nombre de la Tierra?

#### 1.1 Objetivos

El objetivo principal de esta tesis es el estudio de la formación de estrellas masivas en galaxias *starbursts* y el papel que en ella tienen las interacciones con objetos cercanos enanos y/o de bajo brillo superficial. Para ello, hemos realizado un estudio morfológico, fotométrico y espectroscópico detallado de una muestra de 20 objetos, la mayoría extraídos del último catálogo de galaxias Wolf-Rayet de Schaerer, Contini y Pidao (1999), complementándolo con análisis previos obtenidos en otras longitudes de onda (rayos-X, ultravioleta, infrarrojo lejano y radio).

En cierta forma, el presente trabajo es una extensión del estudio realizado por Méndez (1999), quien obtuvo imágenes y espectroscopía para una muestra más limitada de galaxias Wolf-Rayet. Su análisis permitió sugerir, por primera vez, que las interacciones con o entre objetos enanos podrían ser uno de los mecanismos más importantes del disparo de la formación estelar en galaxias enanas (Méndez y Esteban 2000). Estudios posteriores (i.e. Iglesias-Páramo y Vílchez, 2001; Verdes-Montenegro et al. 2001, 2002; Tran et al. 2003) también encontraron una relación entre formación de estrellas masivas del tipo Wolf-Rayet y la detección de rasgos importantes de interacción entre galaxias. Por lo tanto, el objetivo principal de esta tesis doctoral es la obtención de datos profundos de una muestra significativa de galaxias *starbursts* en las que estrellas Wolf-Rayet hayan sido detectadas para conseguir una buena estadística y resultados globales más definitivos.

Para llevar a buen término tal estudio, hemos efectuado observaciones astronómicas de la muestra de 20 galaxias Wolf-Rayet involucrando diferentes técnicas. Esencialmente, nuestras observaciones son de tres tipos: fotometría de banda ancha en el óptico y en el infarrojo cercano (NIR), fotometría de banda estrecha en filtros H $\alpha$ , y espectroscopía óptica de rendija larga con resolución intermedia. Uno de los grandes retos de esta tesis es la obtención de *todos* estos datos para *todas* nuestras galaxias<sup>1</sup> y el análisis *coherente* de todos ellos, empleando los mismos métodos de tratamiento y análisis, el mismo conjunto de ecuaciones a la hora de determinar sus propiedades físicas y químicas y sin perder de vista el análisis global de la muestra.

En concreto, nuestras observaciones tienen los siguientes objetivos:

- Fotometría en banda ancha. Hemos conseguido imágenes profundas con buena resolución espacial en filtros anchos ópticos (U, B, V y R) y del infrarrojo cercano  $(J, H y K_s)$ . Estas observaciones tienen una doble intención:
  - Por un lado, analizamos la morfología de la componente estelar de cada galaxia, buscando indicios que desvelen rasgos de interacción (arcos, plumas, puentes de materia, colas de marea ...) y posibles objetos compañeros difusos con bajo brillo superficial. La localización relativa de estos rasgos y objetos externos con respecto a la galaxia estudiada nos proporciona pistas sobre su evolución, permitiendo esgrimir hipótesis sobre las causas del disparo de la formación estelar.
  - 2. Por otro lado, el análisis fotométrico detallado de cada galaxia en su conjunto y de las distintas regiones (brotes o zonas concretas) nos permite caracterizar la población estelar existente en ellos. El estudio de los colores U B, B V, V R, V J, J H y  $H K_S$  nos permite no sólo identificar la población de estrellas dominante en cada región sino también estimar su edad utilizando modelos de síntesis de poblaciones. Analizando los perfiles de brillo superficial también podemos escudriñar las características de la población estelar subyacente a los brotes de formación estelar, generalmente compuesta de estrellas más evolucionadas.
- Fotometría en H $\alpha$ . Hemos realizado observaciones profundas empleando filtros estrechos seleccionando la línea de emisión H $\alpha$   $\lambda$ 6563 (y su continuo adyacente) para estudiar la extensión y las propiedades del gas ionizado<sup>2</sup>. Con estas imágenes queremos determinar varias cosas:

 $<sup>^1 \</sup>rm Salvo$  datos en Nir para 3 galaxias, como explicaremos en su momento; en esos casos haremos uso del cartografiado 2MASS para obtener los datos en estas frecuencias.

<sup>&</sup>lt;sup>2</sup>En realidad también se observan las líneas de [N II] adyacentes a H $\alpha$ , pero gracias a nuestros datos espectroscópicos podemos corregir por esta contaminación.

- 1. Conocer la distribución e intensidad del gas ionizado en cada sistema, encontrado a veces objetos aparentemente independientes pero que muestran emisión nebular y, por tanto, podrían estar físicamente asociados a ellos.
- 2. Estimar la luminosidad en H $\alpha$ , que proporciona el número de estrellas ionizantes de cada brote y el total de la galaxia, así como la masa del gas ionizado y el ritmo de formación estelar actual.
- 3. Calcular la anchura equivalente de H $\alpha$ ,  $W(H\alpha)$ , que es un indicador muy potente de la edad del brote más reciente de formación estelar.
- Espectroscopía de rendija larga. También se han realizado observaciones espectroscópicas de resolución intermedia usando rendija larga sobre todas las galaxias, en muchas de ellas tomando dos o más posiciones de rendija para cubrir los objetos más interesantes. Este tipo de observaciones son muy útiles:
  - Estudiamos el contenido y la localización espacial de las estrellas WR en cada galaxia. Para ello, examinamos los rangos junto a la línea de He II λ4686 (atribuida a estas estrellas masivas, principalmente del tipo WNL, y alrededor de la que se localiza el denominado WR *bump* azul) y la línea C IV λ5808 (también producida por estrellas masivas del tipo WC y alrededor de la que se encuentra el denominado WR *bump* rojo). Comparando con modelos de síntesis de poblaciones obtenemos las características básicas de la población de estrellas WR existente.
  - Fijamos las condiciones físicas del gas ionizado (excitación del gas, densidad, temperatura electrónica de alta y baja ionización, enrojecimiento y extinción debido al polvo interestelar, naturaleza de las regiones H II observadas).
  - 3. Analizamos la estructura de ionización y la química del gas (abundancias de He, O, N, S, Ne, Ar, Fe y Cl) asociada a los diferentes elementos morfológicos de la galaxia y especialmente en aquellas zonas donde se detectan los rasgos de estrellas WR. Este aspecto puede ser especialmente interesante en el caso de interacción o fusión de objetos, pues éstos pueden tener diferente composición química. Si tenemos medidas directa de la temperatura electrónica el cálculo de abundancias es más preciso; en caso contrario usamos las denominadas calibraciones empíricas para conseguir una estimación de la metalicidad. Estos resultados permiten en muchos casos discernir entre la naturaleza galaxia enana de marea (TDG) o galaxia enana pre-existente de objetos difusos cercanos a la galaxia principal.
  - 4. Determinamos las velocidades radiales de los diferentes brotes de formación estelar, galaxias dentro del mismo sistema y/o de los objetos en posible interacción. Podemos calcular la distancia a la que se encuentra la galaxias principal empleando la ley de Hubble.

- 5. Estudiamos el campo de velocidades mediante el análisis de diagramas posición-velocidad para entender la cinemática del gas ionizado asociado a los diferentes miembros de cada sistema y así conocer la evolución de los mismos (rotación, signos de interacción, signos de fusión, movimientos asociados a supervientos, ...). En algunos objetos en los que podemos apreciar rotación de sólido-rígido realizamos estimaciones de la masa Kepleriana.
- 6. Combinando con modelos de síntesis de poblaciones, obtenemos estimaciones independientes de la edad del último brote de formación estelar.
- 7. En algunos casos, podemos estudiar la población estelar subyacente al brote mediante el análisis de las líneas de absorción (i.e. CaII H,K, MgI  $\lambda\lambda$ 5167,5184, NaI  $\lambda\lambda$ 5890,5896, triplete de CaII).
- 8. Por último, en algunos casos se ha analizado la distribución espectral de energía para restringir las propiedades de la población estelar subyacente.

Además de estas observaciones hemos realizado una profunda búsqueda en la literatura para completar nuestra investigación con datos no sólo en óptico y NIR sino en otras longitudes de onda. Exponemos a continuación los principales datos a extraer de ellas:

- Observaciones en infrarrojo lejano (FIR). Los flujos en FIR en cuatro bandas diferentes han sido extraídas del satélite IRAS, que observó en frecuencias de 12μm, 25μm, 60μm y 100μm. La luminosidad de una galaxia en estas frecuencias se origina principalmente por el polvo interactuando con el campo de radiación de las estrellas jóvenes. Así, el principal objetivo de estas observaciones es conseguir una estimación independiente del ritmo de formación estelar, empleando para ello varias calibraciones involucrando datos en FIR. También las usamos para estimar la masa de polvo templado en estos sistemas.
- Observaciones en la línea de 21 cm de HI. Estas observaciones son muy importantes, pues con ellas determinamos tanto la masa del gas neutro (gas HI) como la masa dinámica del sistema ( $M_{\rm Dyn}$ ). En los mejores casos, disponemos de datos de interferómetro radio, con los que la distribución del gas atómico (que puede revelar colas de marea, falta de gas, arcos...) y su cinemática puede estudiarse en detalle, proporcionando pistas vitales sobre la evolución dinámica pasada y futura de las galaxias. Al conocer la cantidad de gas, podremos también conocer el tiempo de escala del *starburst*, esto es, cuánto duraría la nube de HI si se continuasen formándose estrellas al ritmo que estamos observando actualmente.
- Observaciones en continuo de radio. Principalmente en 1.4 ó 1.49 GHz. Con ellas, obtenemos otra estimación libre de extinción del ritmo de formación estelar. Comparando con la luminosidad en H $\alpha$ , conocemos la relación flujo térmico (de regiones HII) a no térmico (explosiones de supernova) global. Los datos de continuo radio junto con los datos en FIR nos ayudan a discernir si

la galaxia principal puede considerarse como *activa*, esto es, posee algún tipo de *núcleo de galaxia activo* (AGN).

- Observaciones en rayos-X. Algunas galaxias tienen datos en estas altas frecuencias. Con ellos, se puede estimar la importancia de los vientos de estrellas masivas y supernovas en el medio interestelar e incluso estimar el ritmo de formación estelar.
- Observaciones en ultravioleta (UV). En algunos casos, se han empleado imágenes del HST en UV para conocer la distribución de los cúmulos de estrellas masivas en las galaxias. También se han consultado todos los datos espectroscópicos en estas frecuencias en busca de la línea de HeII  $\lambda$ 1640, también atribuida a las estrellas WR.

Así pues, la presente tesis es un trabajo eminentemente observacional. Cada sistema ha sido analizado minuciosamente considerando todos los datos disponibles (los obtenidos por nosotros y aquellos recopilados de la literatura) con el objetivo final de entender su evolución química y dinámica y su historia de la formación estelar, además de analizar las distintas poblaciones de estrellas (WR, jóvenes, intermedias y viejas) actualmente existentes. Como veremos en el transcurso de estas páginas, nuestros datos parecen sostener la hipótesis de que las interacciones entre galaxias y objetos enanos o de bajo brillo superficial (imposibles de detectar en observaciones menos detalladas y profundas) tienen mucho que ver en el disparo de la formación estelar masiva que se observa en esta clase de jóvenes *starbursts*. Este resultado puede ayudar a comprender mejor, por ejemplo, la densidad de galaxias enanas y su *clustering* en el Universo Local, así como el papel de las interacciones en la evolución morfológica de las galaxias enanas.

#### 1.2 Estructura

La estructura de esta tesis es la siguiente. Para comprender la física de los objetos que se han analizado hemos recopilado en tres capítulos sus *fundamentos teóricos*. El **Capítulo §2** está dedicado a la descripción de las estrellas masivas y su importancia sobre el medio interestelar, puesto que son estos objetos los que ionizan el gas, lo enriquecen con nuevos elementos químicos y aportan energía mecánica sobre él, primero por medio de vientos estelares y luego como explosiones de supernova. Consideramos también la naturaleza de las estrellas Wolf-Rayet, sus propiedades básicas, clasificación y evolución.

Como hemos visto, uno de los objetivos básicos de este trabajo es el análisis del gas ionizado. Así, en el **Capítulo §3** detallaremos el análisis de las regiones HII. Repasamos los conceptos esenciales sobre la diferencia entre líneas de recombinación y líneas prohibidas de excitación colisional, los procesos de ionización y recombinación del hidrógeno, el equilibrio de fotoionización y esquematizamos la distribución de los iones en la nebulosa. A continuación efectuamos una descripción detallada del efecto del polvo para conseguir una estimación coherente de la extinción interestelar con la que corregir todos nuestros datos (fotométricos y espectroscópicos). Posteriormente, explicamos los procedimientos usados para calcular la temperatura electrónica, la densidad electrónica y las abundancias químicas del gas ionizado. Para el cálculo de abundancias químicas se detallan tanto el método directo (aplicado sólo en caso de disponer de una medida directa de la temperatura electrónica) como el método empírico (basado en calibraciones empíricas usando las líneas nebulares brillantes). Para finalizar, hablamos del cálculo de abundancias nebulares usando las débiles líneas de recombinación de elementos pesados.

Como último capítulo del bloque de fundamentos teóricos detallamos la formación estelar en galaxias. Así, el Capítulo §4 comienza con una pequeña introducción sobre la clasificación de las galaxias y las propiedades globales de cada grupo. A continuación, definimos las regiones HII extragalácticas, las galaxias con alta formación estelar (galaxias starbursts) y las galaxias Wolf-Rayet, siendo éstas las verdaderas protagonistas de la presente tesis. Detallamos sus características más sobresalientes y la importancia de este tipo de *starbursts*. Seguimos con una descripción entre la relación de las interacciones galácticas y la actividad de formación estelar, definiendo las galaxias enanas de marea (TDGs) originadas en encuentros o fusiones entre galaxias. Discutimos el papel que tienen las galaxias enanas en este contexto y por qué la detección del rasgo Wolf-Rayet en starbursts puede emplearse para establecer una muestra coherente de galaxias con formación estelar muy joven. A continuación, detallamos cómo se calcula el ritmo de formación estelar (SFR) empleando diferentes rangos espectrales (emisión en H $\alpha$ , FIR, continuo de radio e incluso usando la luminosidad en rayos-X). Por último, repasamos los modelos de síntesis de poblaciones que hemos empleado en este trabajo.

En el **Capítulo** §5 justificamos la selección de 20 galaxias Wolf-Rayet que componen nuestra muestra y detallamos todas las observaciones efectuadas, proporcionando todos los datos de cada una de ellas. También explicamos el proceso de reducción y análisis de nuestros datos fotométricos y espectroscópicos, comentando las incertidumbres típicas en cada proceso. Por último, recopilamos todas las medidas encontradas en la literatura en radio, FIR y rayos-X, así como las imágenes adicionales obtenidas con el telescopio HST empleadas.

El Capítulo §6 es el más extenso de todos. El volumen de este capítulo tiene una justificación evidente: en él describimos cada una de las galaxias de esta tesis, proporcionando tablas con datos fotométricos y espectroscópicos y figuras con resultados de cada sistema analizado. Se prefirió esta estructura a otras alternativas<sup>3</sup> porque el objetivo aquí es tener una visión conjunta de todos los datos disponibles para cada sistema para comprender mejor sus características particulares. El esquema seguido en cada galaxia es el siguiente:

 $<sup>^3 \</sup>rm Por$ ejemplo, analizar en capítulos independientes la fotometría, espectroscopía, poblaciones estelares, etc, o volcar tablas y gráficas en apéndices.

- i) descripción del objeto, proporcionando los resultados previos más destacados;
- ii) resultados fotométricos, tanto en filtros anchos ópticos y NIR como en H $\alpha$ ;
- iii) resultados espectroscópicos, indicando las propiedades físicas del gas ionizado, el cálculo de abundancias y el estudio cinemático;
- iv) el estudio de las poblaciones estelares combinando todos los datos; y
- v) las conclusiones finales alcanzadas en nuestro análisis.

Sólo 4 objetos no siguen este patrón: NGC 1741 (perteneciente a HCG 31) y Mkn 1087 (ambas detalladas en el Capítulo §7), IRAS 08339+6517 (en el Capítulo §8) y NGC 5253 (en el Capítulo §9).

Dos galaxias starbursts pertenecientes a grupos de galaxias son las protagonistas del **Capítulo §7**: NGC 1741, perteneciente al grupo compacto de Hickson HCG 31, y Mkn 1087, físicamente asociado con al menos dos objetos cercanos independientes. En este capítulo detallamos los procesos de formación estelar e interacciones en ambos grupos de galaxias, concluyendo que son necesarias interacciones entre varios objetos para explicar la morfología, química, cinemática e historia de formación estelar de estos grupos de galaxias. En el caso de Mkn 1087, discutimos su clasificación como galaxia compacta azul luminosa (LCBG), objetos raros en el universo local pero muy predominantes a desplazamientos al rojo intermedios y altos.

El Capítulo §8 está dedicado al análisis de la galaxia luminosa en infrarrojo IRAS 08339+6517. El descubrimiento de una extensa cola de HI en dirección a una galaxia enana compañera, que indicaba que IRAS 08339+6517 había perdido casi el 70% de su gas neutro, y las características observadas en la galaxia (intenso *starburst* nuclear con fuerte emisión en H $\alpha$ ) nos incitó a realizar nuevas observaciones profundas. Confirmamos que las interacciones entre ambas galaxias han tenido lugar y detectando por primera vez posibles rasgos de estrellas Wolf-Rayet en IRAS 08339+6517. El análisis de las poblaciones estelares de este sistema se ha efectuado exhaustivamente empleando todos los datos disponibles combinados con diferentes modelos de síntesis de poblaciones, concluyendo coherentemente que un modelo de combinación de poblaciones ajusta muy bien a las observaciones. Finalmente, confirmamos que IRAS 08339+6517 también puede clasificarse como LCBG.

Un estudio espectroscópico con alta resolución espectral y espacial de la galaxia starburst enana NGC 5253 es presentado en el **Capítulo §9**. Nuestros datos echelle profundos obtenidos con el intrumento UVES en VLT en el rango 3100 a 10400 Å nos ha permitido medir las intensidades de un gran número de líneas de emisión, tanto permitidas como prohibidas, en la zona central de esta galaxia. De hecho, hasta la fecha se trata de la galaxia starburst en el que más líneas se han observado. En particular, detectamos las líneas débiles de recombinación de CII y OII, la primera vez que se observan sin ambigüedad en una galaxia starburst enana.

Analizamos las condiciones físicas del gas ionizado usando un gran número de cocientes de intensidades de líneas, determinando las abundancias químicas de He, N, O, Ne, S, Cl, Ar e Fe. Hemos calculado las abundancias de C<sup>++</sup> y O<sup>++</sup> a partir de las líneas de recombinación, que resultan ser mayores que las obtenidas con líneas prohibidas de excitación colisional, resultado que también se encuentra en otras regiones H II Galácticas y extragalácticas. Además, confirmamos la presencia de un enriquecimiento localizado de N en ciertas regiones del centro de la galaxia. Nuestros resultados también parecen indicar una ligera sobreabundancia de He en las mismas zonas. El patrón de enriquecimiento concuerda con el esperado por la contaminación de material liberado por estrellas masivas en la fase Wolf-Rayet. La cantidad de material enriquecido necesario para producir las sobreabundancias observadas es consistente con la pérdida de masa por el número de estrellas Wolf-Rayet estimado en el *starburst*.

El Capítulo §10 recoge el análisis global de nuestra muestra de 20 galaxias Wolf-Rayet. Se trata del conjunto más completo y exhaustivo de datos de galaxias de este tipo, involucrando resultados multifrecuencia y analizadas todas con los mismos procedimientos. Comenzamos comprobando la detección del rasgo Wolf-Rayet en los objetos analizados, calculando el cociente WR/(WR+O) y comparando con las predicciones teóricas de modelos de síntesis de poblaciones. Enfatizamos el hecho de que la posición de la rendija y la zona extraída para obtener el espectro es fundamental a la hora de detectar el débil rasgo Wolf-Rayet. A continuación, estudiamos en conjunto las poblaciones estelares presentes en los sistemas, encontrando una buena correspondencia entre las edades de los brotes de formación estelar usando distintas técnicas. En este punto, señalamos la importancia de corregir los efectos de enrojecimiento y contaminación de la emisión del gas para tener una buena correspondencia con los modelos. Encontramos que todas las galaxias poseen una componente importante de población más evolucionada subyacente a los brotes de formación estelar. Al disponer de 30 regiones con medidas directa de la temperatura electrónica, hemos estudiado la fiabilidad de diversos métodos empíricos empleados en muchas ocasiones para el cálculo de abundancias en objetos extragalácticos. También se estudia el diagrama metalicidad-luminosidad involucrando distintos filtros en óptico y NIR, y las posibles correspondencia entre color de la galaxia y metalicidad. Comparamos los ritmos de formación estelar determinados empleando distintas calibraciones, destacando de nuevo la importancia de una correcta estimación de la extinción para conseguir un buen resultado utilizando los flujos en H $\alpha$ . Comprobamos que calibraciones previas del SFR usando datos en rayos-X no parecen ser válidas para este tipo de objetos. Así, empleamos la muestra de galaxias Wolf-Rayet de Stevens y Strickland (1998b) para conseguir una nueva calibración entre la luminosidad en rayos-X y el SFR, que parece proporcionar resultados aceptables. Proporcionamos los valores de las masas de gas ionizado, gas atómico, polvo, masa del cúmulo ionizante, masa kepleriana y masa dinámica de las galaxias, encontrando una buena correspondencia entre luminosidad y masa dinámica. Por último, estudiamos los rasgos de interacción encontrados en los sistemas (rasgos morfológicos, diferencia de abundancias, cinemáticas, aparente perdida de gas atómico...), concluyendo que 16 de las 20 galaxias ( $\sim$ 80%) parecen presentar algún tipo de interacción, siendo en 13 de ellas ( $\sim$ 68%) muy evidente.

Por último, en el Capítulo 11 recogemos las principales conclusiones alcanzadas en esta tesis que, entre otras pero de forma relevante, indican el extraordinario papel que juegan las interacciones con o entre galaxias enanas en el disparo de la formación estelar masiva en galaxias Wolf-Rayet.

## Capítulo 2 : Estrellas Masivas

La mayor dicha del hombre que piensa es haber explorado lo explorable y haber reverenciado tranquilamente lo inexplorable.

Goethe

No señores, no. Tranquilamente no. Nunca tranquilamente.

Alfred Kühn, al terminar una conferencia y citar las palabras de Goethe

Uno de los mayores logros de la Astropísica del siglo XX<sup>1</sup> es la comprensión de la evolución estelar. Para ello, ha sido decisiva la interpretación del diagrama de Hertszprung-Russell (HRD) en distintos ambientes astrofísicos como la vecindad solar, cúmulos estelares (en la Vía Láctea y en galaxias cercanas) o en estrellas de campo dentro de galaxias externas. Como no es el objetivo de estas páginas describir en detalle la evolución estelar, recomendamos la lectura de la revisión de Chiosi (1998) y los libros de texto de Kippenhahn y Weigert (*Stellar Structure and Evolution*, 1994) y Böhm-Vitense (*Introduction to Stellar Astrophysics*, 1989). Aquí, sólo nos centraremos en las estrellas masivas, describiendo brevemente sus principales características, dado que son de suma importancia para el estudio de las galaxias con formación estelar.

### 2.1 Características generales de las estrellas masivas

El rango de masas de las estrellas, definidas como objetos en los que su fuente de energía proviene de fusiones nucleares, cubre unos tres órdenes de magnitud. El límite inferior de masa estelar es ~0.1  $M_{\odot}$  mientras que el límite superior es ~100  $M_{\odot}$ (Maeder y Meynet 1994), aunque puede que existan estrellas con masas

<sup>&</sup>lt;sup>1</sup>Al igual que el descubrimiento de la expansión del Universo por Hubble (1929), la teoría de la nucleosíntesis en el Big Bang por Alpher, Bethe y Gamow (1948) y el descubrimiento de que los elementos químicos se producen en reacciones nucleares dentro de las estrellas por Burbidge, Burbidge, Fowler y Hoyle (1957; el artículo  $B^2FH$ ).

de ~150  $M_{\odot}^2$ . El número de estrellas formado por intervalo de masa es aproximadamente  $N \propto M^{-2.35}$  (Salpeter 1955). Así, sólo esperamos encontrar unas pocas estrellas masivas en comparación con estrellas del tipo solar: en la Vía Láctea, por cada estrella de 20  $M_{\odot}$  hay unas cien mil estrellas del tipo solar; por cada estrella de 100  $M_{\odot}$  deberían existir cerca de *un millón* de estrellas de tipo solar<sup>3</sup>. Por definición, las estrellas masivas son aquellas que queman helio y luego carbono dentro de un núcleo estelar no degenerado, algo que ocurre para  $M_* \ge 7 - 9 M_{\odot}$  (Chiosi 1998).

Las estrellas en o cerca de la secuencia principal de edad cero (zero age main sequence, ZAMS, donde se inicia la combustión del núcleo de hidrógeno) poseen una relación bien definida entre su masa estelar,  $M_{\star}$ , y luminosidad, L,

$$L \propto M_{\star}^{\alpha}, \tag{2.1}$$

donde  $\alpha \simeq 3.5$  para estrellas de baja masa y  $\alpha \simeq 2.0$  para estrellas masivas (Massey 1998). La diferente pendiente que caracteriza la relación masa-luminosidad para estrellas de baja y alta masa se debe principalmente a las diferentes fuentes de opacidad de estos objetos estelares (Massey y Meyer 2001).

Excepto las novas y las supernovas, las estrellas masivas calientes son los objetos más luminosos del Universo. Las estrellas masivas consumen su combustible más rápidamente que las estrellas de masa baja o intermedia. Consecuentemente, las estrellas masivas poseen vidas más cortas. Aplicando la relación masa-luminosidad en la expresión del tiempo de escala nuclear,  $\tau_N \propto Mc^2L^{-1}$ , la vida de una estrella depende de su masa siguiendo la relación (Massey 1998)

$$\tau_N \propto M_\star^{1-\alpha}.\tag{2.2}$$

A pesar de su reducido número y su corto tiempo de vida en términos de escala evolutiva, las estrellas masivas juegan una influencia fundamental sobre el medio interestelar (ISM) y la evolución galáctica: son responsables de la ionización del gas circundante; depositan energía mecánica, primero a través de fuertes vientos estelares y luego como supernovas (Abbott 1982); finalmente, enriquecen el medio interestelar, retornando el material nuclear procesado durante toda su vida (Maeder 1981) y en la explosión final de supernova.

Las estrellas masivas condicionan su ambiente y proporcionan nuevo material disponible para el nacimiento de futuras generaciones de estrellas, pudiendo incluso ser el mecanismo disparador de la formación estelar (Woodward 1978). También generan la mayoría de la radiación ionizante ultravioleta en las galaxias, y potencian las luminosidades en el infrarrojo lejano con el calentamiento del polvo. La acción combinada de vientos estelares y explosiones de supernova en cúmulos estelares masivos y jóvenes son responsables de *superburbujas* que pueden a su vez

<sup>&</sup>lt;sup>2</sup>Las estrellas más masivas conocidas en la actualidad son **Eta Carinae** [100 – 150  $M_{\odot}$ ; van Genderen y The (1984)], la **estrella Pistol** [100 – 150  $M_{\odot}$ ; Figer et al. (1998)] y **LBV 1806-20** [130–200  $M_{\odot}$ ; Figer, Najarro y Kudritzki (2004)].

<sup>&</sup>lt;sup>3</sup>Esto es consistente con observaciones en la vecindad solar: la estrella de ~50  $M_{\odot}$  más cercana es la supergigante O4  $\zeta$  Puppis, localizada a una distancia de unos 500 pc, y volúmenes más grandes son necesarios para encontrar un número significativo de estrellas masivas.

originar supervientos galácticos (Melo 2002). Además, las estrellas masivas son los progenitores de uno de los fenómenos más energéticos conocidos hasta la fecha, las explosiones de rayos gamma (gamma-ray bursts, GRBs) de largo período, al colapsar en agujeros negros después de explotar como supernovas (i.e., Woosley 1993, Galama et al. 1998, Bloom et al. 2002, Price et al. 2002, Hjorth et al. 2003). Finalmente, en los últimos años se ha incrementado el interés de la formación de estrellas masivas a altos desplazamientos al rojo porque se cree que las primeras estrellas del Universo con metalicidad cero (Población III) eran muy masivas (Bromm et al. 1999; Bloom et al. 2002; Abel et al. 2002).

Las estrellas masivas comienzan su vida en la secuencia principal como estrellas de tipo OB, con  $T_{
m eff} \sim 10000$  – 50000 K, convirtiendo hidrógeno en helio a través del ciclo CNO. Durante esta fase la estrella se expande, decreciendo ligeramente su temperatura efectiva e incrementando su luminosidad. La duración de esta fase es de unos  ${\sim}11$  Ma para una estrellas de masa 15  $M_{\odot}$ , pero sólo de  ${\sim}3.2$  Ma para una estrella de masa 75  $M_{\odot}$  (Woosley, Heger y Weaver 2002). Después de la fase en la secuencia principal, el núcleo de la estrella se contrae, incrementando su temperatura central y comenzando la fase de la quema del núcleo de helio, mientras que la envoltura se expande y forma una zona convectiva. La fase en la que se quema el helio dura alrededor del 10% del tiempo que la estrella estuvo en la secuencia principal. Tras la combustión del helio, el núcleo está compuesto básicamente de carbono y oxígeno. Las fases siguientes ocurren en muy poco tiempo. La evolución final una estrella masiva depende fundamentalmente de su masa inicial, metalicidad y velocidad de rotación en la ZAMS. Estrellas con  $M_{ZAMS} \ge 11 M_{\odot}$  siguen la combustión del carbono, neón, oxígeno y silicio, obteniendo un núcleo compuesto de núcleos atómicos del grupo del hierro en una estructura en capa de cebolla, capas concéntricas donde continúa la combustión de elementos más ligeros. La fusión del hierro no es exotérmica, por lo que, para  $T > 5 \times 10^9$  K, comienza a foto-desintegrarse. Finalmente, el núcleo colapsa, originando una explosión de supernova de tipo II<sup>4</sup>. El resto del núcleo es una estrella de neutrones  $(M_{\rm ZAMS} < 21 M_{\odot})$  o un agujero negro  $(M_{\rm ZAMS} \ge 21 M_{\odot})$ .

Aunque se han realizado muchos esfuerzos observacionales y teóricos, nuestro conocimiento de la evolución de las estrellas masivas aún no es completo. Todavía se tienen discrepancias importantes entre las observaciones y las predicciones teóricas. Es necesario más trabajo teórico que incluya un buen tratamiento de la convección, la pérdida de masa por vientos estelares, la rotación y los efectos de los campos magnéticos en las estrellas masivas. Aunque la llegada de la astronomía espacial ha sido fundamental para el conocimiento de las estrellas masivas calientes<sup>5</sup> y la instrumentación actualmente disponible proporciona espectros de alta resolución espectral, se necesitan nuevos datos de calidad para restringir las teorías de evolución estelar (ver Massey 2003 para una revisión).

<sup>&</sup>lt;sup>4</sup>Para masas estelares iniciales mayores de 35  $M_{\odot}$  a metalicidad solar, la explosión se clasifica del tipo Ib ó Ic porque los intensos vientos quitan la envoltura de hidrógeno.

 $<sup>{}^{5}</sup>$ La distribución de energía espectral de las estrellas masivas alcanza su máximo en longitudes de onda del ultravioleta (Uv), rango innaccesible desde telescopios en tierra.

#### 2.2 Vientos de las estrellas masivas

Las estrellas masivas del tipo OB experimentan fuertes vientos estelares durante toda su vida, revelados por la presencia de perfiles P-Cygni en las líneas resonantes del UV, junto con las líneas de emisión de HeII  $\lambda$ 4686 y H $\alpha$  y exceso en el continuo infrarrojo. Esta característica estelar no es exclusiva de las estrellas masivas, puede encontrarse también en estrellas gigantes M y en supergigantes, estrellas AGB y las estrellas centrales de las nebulosas planetarias [ver Kudritzki (1998) para revisión].

En un viento estelar, el material se acelera desde bajas velocidades cerca de la superficie estelar a velocidades que superan la velocidad de escape superficial, resultando un mecanismo eficiente que deposita el material estelar en el medio interestelar (a través de la denominada *pérdida de masa*). Los vientos de las estrellas masivas se denominan comúnmente *vientos dirigidos por las líneas (line-driven winds)*. La pérdida de masa es dirigida por la presión de radiación: se produce transferencia de energía y momento a través de absorciones de la intensa radiación estelar en numerosas transiciones espectrales resonantes de iones metálicos. Estos iones transfieren luego su energía y momento a otras partículas del plasma, orginándose un flujo estacionario (Lucy y Solomon 1970; Castor, Abbot y Klein 1975).

Los vientos de las estrellas masivas se caracterizan por la velocidad terminal de su campo de velocidad,  $v_{\infty}$ , y el ritmo de pérdida de masa,  $\dot{M}$ . Valores típicos de  $v_{\infty}$  son ~1100 – 3300 km s<sup>-1</sup> y ~350 – 2000 km s<sup>-1</sup> para estrellas del tipo O y B, respectivamente (Howarth et al. 1997). Valores típicos de pérdida de masa son 0.2 – 20 × 10<sup>-6</sup>  $M_{\odot}$  a<sup>-1</sup>, aunque en algunas estrellas del tipo O y B se han medido valores entre 1 × 10<sup>-9</sup>  $M_{\odot}$  a<sup>-1</sup> y 5 × 10<sup>-5</sup>  $M_{\odot}$  a<sup>-1</sup> (de Jager et al. 1988). Siguiendo a Puls al. (1996) y Lamers y Cassinelli (1999), el ritmo de pérdida de masa,  $\dot{M}$ , escala con la luminosidad L como

$$\dot{M} \sim L^{1/\alpha} M_{eff}^{1-1/\alpha},$$
 (2.3)

siendo  $M_{eff}$  la masa modificada por la presión de radiación (la masa efectiva), y  $\alpha$  el exponente de la ley de potencias de la distribución de intensidades de *cientos de miles* de líneas dirigidas por el viento estelar. Para estrellas del tipo O,  $\alpha \sim 0.6$ (Kudritzki y Puls 2000). Las predicciones teóricas, como las proporcionadas por Vink et al. (2001) proporcionan los ritmos de pérdida de masa en función de la luminosidad, masa, velocidad terminal del viento, temperatura efectiva y metalicidad de la estrella. Aunque se han determinado de forma consistente ritmos de pérdida de masa en estrellas de la Vía Láctea y de las Nubes de Magallanes, se necesitan nuevas observaciones para comprender mejor sus características (Massey 2003)

El tratamiento de la pérdida de masa es uno de los principales problemas que actualmente se encuentra en el modelado de la evolución de las estrellas masivas. Una estrella muy masiva podría perder la mitar de su masa en el tiempo que dura la combustión de su núcleo de hidrógeno. Aunque en los últimos años ha habido una mejora significativa, la parametrización de la pérdida de masa en función de otros parámetros estelares aún es incierta, incluso durante la fase de la secuencia principal (ver, por ejemplo, Kudritzki y Puls 2000, Vink et al. 2001, Kudritzki 2002). Como la pérdida de masa es dirigida por la presión de radiación actuando a través de las líneas metálicas, su ritmo en estrellas en la secuencia principal depende de una potencia desconocida de la metalicidad inicial. Desde hace años se sabe que, para metalicidad solar, incertidumbres tan pequeñas como un factor dos en la pérdida de masa pueden cambiar completamente el modelo de evolución de una estrella masiva (Meynet et al. 1994). Las incertidumbres de la pérdida de masa a muy baja metalicidad  $(Z \le 10^{-3} Z_{\odot})$  son aún mayores, hasta de un factor mil. Así, una predicción adecuada del ritmo de pérdida de masa en función de la metalicidad es fundamental para estimar el papel de los vientos de estrellas masivas en el enriquecimiento del medio intergaláctico en épocas tempranas, además de su influencia en la evolución de las estrellas de Población III, que pueden haber contribuido significativamente a la reionización del Universo. Estos estudios son la base de la denominada *Cosmología Estelar* (Vink 2005).

Por lo tanto, los vientos estelares son de vital importancia a la hora de entender no sólo la evolución de las estrellas masivas (los vientos estelares intensos alteran el tiempo de escala evolutivo de las estrellas masivas), sino también porque las estrellas masivas depositan elementos químicos y momento mecánico en el medio interestelar e intergaláctico circundante.

#### 2.3 Estrellas Wolf-Rayet

Las estrellas Wolf-Rayet (WR) fueros descubiertas por los astrónomos franceses Charles Wolf y Georges Rayet en 1867. Estos autores encontraron que tres estrellas galácticas brillantes localizadas en la región del Cisne tenían bandas anchas de emisión superpuestas al espectro típico de una estrella caliente. En 25 años se descubrieron un total de 55 estrellas similares; los esfuerzos realizados durante aquellos años se discutieron en la revisión contemporánea de Scheiner y Frost (1894). Sin embargo, hubo de esperar hasta que Beals (1930) identificara correctamente estos rasgos anchos como líneas de emisión producidas por estados altamente ionizados de He, C y N. La extraña apariencia espectral de las estrellas WR se debe tanto a los fuertes vientos estelares como a la evolucionada abundancia química superficial presente en estos objetos.

Los perfiles anchos de líneas de emisión se encuentran en el rango espectral óptico y Uv, mostrando a veces perfiles del tipo P-Cygni que indican velocidades que alcanzan los 3000 km s<sup>-1</sup>, y se atribuyen a un intenso viento estelar. No fue hasta la década de los ochenta cuando se encontró que las estrellas WR eran las etapas evolucionadas de estrellas masivas. Es precisamente en la fase evolutiva WR cuando desarrollan los intensos vientos estelares caracterizados por ritmos de pérdida de masa más elevados (Willis 1991; Langer 1998).

Las estrellas WR son los descendientes evolucionados de las estrellas O más masivas, extremadamente calientes (temperaturas hasta  $T_{\rm eff} \sim 50~000$  K) y muy luminosas ( $10^5$  a  $10^6 L_{\odot}$ ), con masas  $M_{\rm ZAMS} \ge 25 - 30~M_{\odot}$  para metalicidad solar. En los denominados escenarios de Conti (1976) y de Maeder (1990,1991), las estrellas WR se interpretan como objetos que queman helio y que han perdido la parte prin-



FIGURA 2.1: Imagen en H $\alpha$  de la estrella Wolf-Rayet WR 124 (WN8) mostrando una envoltura circumestelar joven que ha sido expulsada a velocidades mayores de 300 km s<sup>-1</sup>. La estructura caótica y filamentosa creada forma la nebulosa M 1-67. La estrella se localiza a ~4.6 kpc del Sol. (*Izquierda*) Imagen obtenida por el autor usando el telescopio IAC-80, combinando los filtros H $\alpha$  (rojo), continuo de H $\alpha$  (verde) y [O III] (azul). (*Derecha*) Imagen en H $\alpha$ obtenida con la cámara WFPC2 del *Telescopio Espacial Hubble*, HST (Grosdidier et al. 1998). Se observa que los largos arcos de nebulosidad se extienden alrededor de las estrella central, pero aún no se ha desarrollado una estructura global. Además, pueden observarse numerosos nudos brillantes en la parte interior de la nebulosa, a veces rodeados por lo que parecen ser burbujas locales difusas consecuencia del viento. El cuadrado discontinuo en la imagen del IAC-80 indica el tamaño de la imagen del HST.

cipal de su envoltura de hidrógeno por vientos estelares (ver Chiosi y Maeder 1986; Lamers et al. 1991; Maeder y Conti 1994; y van der Hucht 2001 para revisiones). Su composición química superficial es extramadamente exótica, estando dominada por He en lugar de por H, y presenta elementos como C, N y O, los productos de la nucleosíntesis en el centro estelar.

Como la interpretación de que las estrellas WR son los descendientes de las estrellas más masivas es de la década de los ochenta, sus parámetros físicos han sido discutidos continuamente desde entonces (Conti y Underhill 1988, Abbot y Conti 1987, van der Hucht 1992, 2001). Las masas de las estrellas WR están entre 5 y 50  $M_{\odot}$ , siendo el valor típico  $\sim 10 M_{\odot}$  (Abbott y Conti 1987) y obedecen la relación masa-luminosidad de estrellas de helio (Smith y Maeder 1989). En el HRD, se localizan en la misma región que las estrellas luminosas del tipo OB (Hamann et al. 1993). Sus luminosidades están entre  $3 \times 10^4$  y  $10^6 L_{\odot}$ . Sus ritmos de pérdida de masa varían entre  $\dot{M} \sim 10^{-5}$  y  $10^{-4} M_{\odot}$  a<sup>-1</sup>. La energía cinética de estos vientos corresponde aproximadamente el 10% de la luminosidad total de las

estrellas. Sus temperaturas efectivas se encuentran en el rango  $T_{\rm eff} \sim 30000 - 90000$ K. La velocidad terminal de los vientos WR está entre  $v_{\infty} \sim 800$  km s<sup>-1</sup> y 3000 km s<sup>-1</sup>, aunque este valor se supera en algunas acasiones. Las estrellas WR pueden encontrarse en asociaciones y cúmulos estelares jóvenes, con edades inferiores a 5 – 6 Ma (Humphreys y McElroy 1984; Schild y Maeder 1984). Esto, junto con el hecho de que las estrellas WR son unos objetos astrofísicos extramadamente escasos, reflejan sus cortos tiempos de vida en el tiempo de escala de la evolución estelar: la última versión del catálogo de estrellas WR Galácticas (van der Hucht 2001), actualizada recientemente por van der Hucht (2006), lista sólo 298 objetos.

La estrella WR más cercana y brillante observada desde la Tierra es Gamma<sup>2</sup> ( $\gamma^2$ ) Velorum, que tiene una magnitud aparente de 1.7, siendo fácilmente localizable a ojo desnudo en el cielo austral<sup>6</sup>.

#### 2.3.1 Clasificación de las estrellas WR

Los espectros de las estrellas WR, que están dominados por líneas de He II, CIII-CIV y NIV-NV, se usan para clasificarlas en tres categorías: WN, WC y WO. La Figura 2.2 muestra los espectros ópticos y UV típicos de estrellas WN y WC, junto con la identificación de sus líneas de emisión principales. La interpretación que se muestra a continuación, basada esencialmente en el espectro óptico de estrellas WR, se sostiene por la continua variación de las abundancias siguiendo la secuencia O, Of, WNL, WNE, WN, WC y WO (Lamers et al. 1991). Esto corresponde a un pelado progresivo de las capas externas durante la evolución de la estrella padre:

- 1. WN: Sus líneas de emisión principales están asociadas a iones de He y N (Smith 1973), mostrando las correspondientes abundancias de C, N y O que resultan del ciclo CNO. Las estrellas WN muestran poca evidencia de C. Según la intensidad relativa de las líneas de HeII  $\lambda$ 4686, NIII  $\lambda\lambda$ 4634,4640, NIV  $\lambda$ 4057 y N v  $\lambda\lambda$ 4604,4620, las estrellas WN se clasifican en varios subtipos, desde WN2 a WN11 (van der Hucht et al. 1981; Conti, Leep y Perry 1983; Conti, Massey y Vreux 1990). Las estrellas WN2 son los objetos con mayor ionización/excitación y corresponden a los tipos espectrales más *tempranos*. Las estrellas WN se subdividen en dos grupos:
  - (a) Estrellas WNL: Las estrellas WN tardías (WN6 a WN11), designadas como WNL (Vanbeveren y Conti 1980; Conti y Massey 1989) todavía tienen líneas de H, mostrando cocientes de H/He entre 5 y 1 (Conti, Leep y Perry 1983; Willis 1991; Hamann et al. 1991; Hamann et al. 1995; Crowther et al. 1991). Suelen ser las estrellas WR más masivas, frías

<sup>&</sup>lt;sup>6</sup>Gamma Velorum es un famoso sistema múltiple visual compuesto por una estrella primaria brillante del tipo WC8, y una compañera de tipo B y magnitud 4 no relacionada físicamente con ella ( $\gamma^1$  Velorum). Tiene otras dos componentes separadas, la más distante posee a su vez otra estrella compañera, por lo que en total se observan desde Tierra cinco estrellas. Además, la estrella primaria es una binaria espectroscópica; la componente no observada es una estrella O7 gigante.



FIGURA 2.2: Espectros ópticos y UV de estrellas WN y WC: HD50896 (clasificada como WN5) y HD 165763 (del tipo WC5). Se identifican las líneas de emisión más brillantes; observar las diferentes líneas que dominan en cada caso. Aunque los espectros ópticos se han usado normalmente para clasificar las estrellas WR, la llegada de la astronomía espacial ha permitido la observación del rango UV, proporcionando importante información adicional. Imagen extraída de *Hillier, Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics*.

|                | H/He  | N/He                  | C/N                       | (C+O)/He                    | Referencias <sup>a</sup> |
|----------------|---|-----------------------|---------------------------|-----------------------------|--------------------------|
| Cósmico        | 11.7  | 0.001                 | 4.8                       | 0.015                       | (1)                      |
| Combustión-CNO | 0   | 0.004                 | 0.05                      | 0.0002                      | (2)                      |
| Combustión-He  | 0   | $0.004 \rightarrow 0$ | $0.05 \rightarrow \infty$ | $0.0002 \rightarrow \infty$ | (2)                      |
| WNL            | $<\!$ | 0.002 - 0.008         | 0.01 - 0.13               | -                           | (3)                      |
| WNE            | $\approx 0.6$   | 0.003 - 0.006         | 0.03 - 0.05               | 0.0004                      | (4)                      |
| WN/WC          | $\ll 0.01$  | 0.005 - 0.006         | 2 - 3                     | 0.025                       | (5)                      |
| WC             | $\ll 0.01$  | $\ll 0.001$           | $\gg 1000$                | 0.1 - 2.7                   | (6), (7)                 |
|                |   |                       |                           |                             |                          |

TABLA 2.1: Evolución de las abundancias químicas superficiales en estrellas WR. Se muestran los cocientes entre elementos para cada tipo espectral. Tabla extraída de Massey (2003).

<sup>a</sup>Referencias: (1) Maeder (1983), (2) Schaller et al. (1992), (3) Crowther et al. (1995a), (4) Crowther et al. (1995b), (5) Crowther et al. (1995c), (6) Crowther et al. (1995a) y referencias, (7) Crowther et al. (2002a).

y brillantes. Se piensa que poseen un núcleo quemando He y una capa quemando H, y son las estrellas WR menos evolucionadas (más jóvenes, Chu et al. 1983).

- (b) Estrellas WNE: Las estrellas WN tempranas (WN2 a WN6) no muestran líneas de hidrógeno. Sólo queda de la estrellas un núcleo quemando He. Esta clase de estrellas WR tiene un radio más pequeño y son más calientes.
- 2. WC: Sus líneas de emisión más intensas son de He, C y O (Smith y Hummer 1988), mostrando poca evidencia de N. Los subtipos de WC, de WC4 a WC9, se definen de acuerdo a las intensidades relativas de las líneas de emisión de CIII  $\lambda$ 5696, CIV  $\lambda\lambda$ 5801,5812 y OV  $\lambda$ 5592 (Torres et al. 1986; Torres y Massey 1986). Mientras que las estrellas WN normalmente muestran lineas débiles de C, las estrellas WC nunca tienen líneas de N. Se piensa que las estrellas WC son las más evolucionadas de todas las estrellas WR. También parecen ser las menos masivas y las más calientes, aunque también las menos luminosas.
- 3. WO: Los espectros de las estrellas WO presentan intensas líneas de emisión asociadas con O y están subdivididas en WO1 a WO4 siguiendo las intensidades relativas de las líneas de emisión de OIV  $\lambda$ 3400 y OVI  $\lambda\lambda$ 3811,3834 (Barlow y Hummer 1982). Esta subclase es extraordinariamente rara: algunos autores incluyen a las estrellas WO como un subtipo de las estrellas WC.

Las estrellas WR no muestran generalmente líneas puras de absorción en sus espectros<sup>7</sup>, excepto en el caso de sistemas binarios (que suelen estar compuestos por una estrella WR y una estrella O ó B brillante, por lo que se denominan estrellas WR+OB). Se pueden encontrar líneas de absorción de H en las estrellas WN, indicando que aún poseen una envoltura de hidrógeno; estos objetos se identifican como estrellas WR+abs.

El esquema de clasificación de las estrellas WR sigue aproximadamente una secuencia de ionización/excitación, por lo que las estrellas con mayor excitación

<sup>&</sup>lt;sup>7</sup>Salvo aquellos rasgos de absorción asociados a los perfiles P-Cygni.

pertenecen a subtipos con índices más bajos. Sin embargo, no se ha encontrado una conexión clara entre temperatura estelar efectiva y el subtipo WR. Además, como las líneas de emisión provienen de los vientos estelares y no de la propia atmósfera estelar, las luminosidades, masas y radios de las estrellas WR no están completamente determinadas<sup>8</sup>. Así, sólo podemos concluir que las estrellas WN, WC y WO poseen diferentes abundancias químicas en sus atmósferas. Empíricamente, estrellas WR de subtipos mayores parecen ser más frías (Howarth y Schmutz 1992; Esteban et al. 1993) y tener mayor luminosidad total (Moffat et al. 1989) que estrellas WR de subtipos inferiores.

El cociente WR/O es una restricción observacional importante puesto que sirve para determinar la masa mínima que debe tener una estrella para que evolucione a WR. Como se comentó antes, se supone que esto ocurre para  $\sim 25~M_{\odot}$  para metalicidad solar; sin embargo, no se pueden descartar valores mayores.

#### 2.3.2 La secuencia evolutiva de las estrellas masivas

Como se comentó antes, los espectros de las estrellas WN están dominados principalmente por líneas anchas de emisión de elementos químicos asociados con la combustión del H siguiendo el ciclo CNO. Por otro lado, los espectros de las estrellas WC muestran líneas de elementos creados en el núcleo de la estrella por la combustión del He (principalmente por el proceso triple- $\alpha$ ). Además, las abundancias de H y He, junto con las de C, N y O, determinadas del estudio de varios tipos de estrellas WR son diferentes (ver Tabla 2.1). El hecho de que las líneas de H se detecten en algunas estrellas WN pero no se observen en estrellas WC sugiere que éstas han perdido completamente sus envolturas de H como consecuencia de los vientos estelares, por lo que deberían estar más evolucionadas que las WN. Por lo tanto, los vientos de las estrellas WR se enriquecen químicamente con los productos de la combustión nuclear del hidrógeno y del helio. Así, las estrellas WR contribuyen significativamente al enriquecimiento química de la Galaxia de <sup>4</sup>He, <sup>12</sup>C, <sup>17</sup>O y <sup>22</sup>Ne y, de forma menor importante, <sup>14</sup>N, <sup>26</sup>Mg, <sup>25</sup>Mg y <sup>16</sup>O (Maeder y Meynet 1994).

Se han propuesto varios escenarios para interpretar las estrellas WR como consecuencia de la evolución de sus progenitores, que son las estrellas O más masivas (Conti 1976; Maeder 1990,1991; Vanbeveren, Van Bever y De Donder, 1997). Estos escenarios difieren en los mecanismos físicos que, además del fuerte viento estelar, reproducen estos objetos luminosos y químicamente anómalos con altas temperaturas efectivas y altos ritmos de pérdida de masa. El esquema más sencillo fue presentado por Conti (1976) a raíz de una idea original de Smith (1973). En este escenario, bajo la influencia de un viento estelar intenso, las estrellas O normales evolucionan a estrellas Of y WNL, que después pueden evolucionar a WNE y finalmente a estrellas WC. El denominado **Escenario de Conti** sufría varias dificultades, por lo que tuvo que revisarse. Como propuso Chiosi et al. (1978) y Chiosi (1981,1982), deben

 $<sup>^{8}</sup>$ El espectro de una estrella WR se origina sobre un rango grande de radios, con el continuo formado en la parte más interna de la atmósfera estelar y las líneas de emisión en las capas más externas (incluso más allá de 10 radios estelares).
TABLA 2.2: Evolución esquemática de las estrellas masivas. BSG: supergigante azul; RSG: supergigante roja; YSG: supergigante amarilla; SN: supernova; WC: Wolf-Rayet de tipo C; WN: Wolf-Rayet de tipo N; WO: Wolf-Rayet de tipo O; LBV: variable luminosa azul. Tabla adaptada de Chiosi (1998).

| Rango de Masa          | Color          | Evolución   |
|------------------------|----------------|---|
| $M/M_{\odot}$ > 60     | Siempre Azul   | $O \rightarrow Of \rightarrow BSG \rightarrow LBV \rightarrow WN \rightarrow WC \rightarrow (WO) \rightarrow SN$  |
| $25$                   | Azul-Rojo-Azul | $\mathrm{O} \to \mathrm{BSG} \to \mathrm{YSG} \to \mathrm{RSG} \to \mathrm{WN} \to (\mathrm{WC})^a \to \mathrm{SN}$   |
| $8 < M/M_{\odot} < 25$ | Azul–Rojo      | $\mathrm{O}  \rightarrow  (\mathrm{BSG})  \rightarrow  \mathrm{RSG}  \rightarrow  \mathrm{YSG}  \rightarrow  \mathrm{Cefeida}  \rightarrow  \mathrm{RSG}  \rightarrow  \mathrm{SN}$ |

<sup>a</sup>Sólo para altas masas,  $M \ge 40 M_{\odot}$ .

considerarse tres rangos de masas en las estrellas progenitoras para la formación de las estrellas WR. Estrellas con masas más pequeñas que  $M_1$  evolucionan a través de la secuencia de estrellas O (estrellas supergigantes azules, BSG – estrellas supergigantes rojas, RSG) y no forman estrellas WR de ningún tipo. Estrellas con masas comprendidas en el rango  $M_1 < M < M_2$  siguen la secuencia O – BSG – RSG – BSG – WNE – WC – (WO?), que se conoce como el canal de las supergigantes rojas en el que la pérdida de masa a lo largo del límite de Hayashi juega un papel importante. Finalmente, las estrellas con masas mayores de  $M_2$  siguen el escenario de Conti, i.e. la secuencia O – Of – WNL – (WNE?) – (WC?) – (WO?). Valores típicos para las masas límites son  $M_1 \simeq 25 M_{\odot}$  y  $M_2 \simeq 60 M_{\odot}$ , pero dependen de los ritmos de pérdida de masa y de otros parámetros físicos, como la metalicidad de la estrella. Este esquema se fue refinando por muchos autores (Chiosi y Maeder 1986; Maeder y Conti 1994), y se conoce como el **Escenario** de **Maeder**.

En resumen, en el escenario de Maeder, las estrellas Wolf-Rayet son objetos masivos evolucionados que han perdido sus capas externas como consecuencia de fuertes vientos estelares. Son las estapas finales de la evolución de las estrellas masivas después de la fase de supergigante roja (RSG) y antes de que exploten como SN-lb. En este escenario, propuesto por Maeder (1990;1991), la fase WR sólo dura ~10% ( $\leq 10^6$  años) del tiempo que la estrella O progenitora pasa en la secuencia principal.

Vanbeveren et al. (1997) propusieron un escenario alternativo para la formación de las estrellas WR. Este Escenario del canal binario considera un sistema binario cercano en el que, cuando una de sus componentes se expande al evolucionar y alcanza el límite de Roche del sistema, comienza a transferir masa a la otra estrella. Siguiendo este esquema, en ambientes de baja metalicidad, suponiendo no rotación, una gran fracción de las estrellas WR deberían pertencer a sistemas binarios, dado que los ritmos de pérdida de masa decrecen al disminuir la metalicidad (Maeder y Meynet 1994).



FIGURA 2.3: Imagen de la nebulosa anular WR NGC 2359, el *Casco de Thor*, alrededor de la estrella WN5 HD 56925 obtenida por el autor usando 2.5m INT y combinando imágenes en los filtros B (azul), V (verde) y H $\alpha$  (rojo).

#### 2.3.3 Vientos de estrellas WR

Vimos antes que las estrellas masivas juegan un papel fundamental en la ecología de las galaxias a través de la entrada de energía radiativa y mecánica, junto con la consecuente retroalimentación química del medio interestelar. En particular, las estrellas WR, aunque raras y de vida muy corta, realizan una contribución significativa a la modificación del ambiente circundante como consecuencia de sus excepcionalmente poderosos vientos estelares.

La energía cinética de los vientos de las estrellas WR corresponde aproximadamente al 10% de su luminosidad total. Por comparación, la energía cinética asociada al viento solar es  $\sim 10^{-7}~L_{\odot}$  (0.00001 %). Consecuentemente, durante el tiempo de vida de la fase WR, la energía cinética total liberada por una estrella WR es comparable con la producida en una explosión de supernova. El efecto dinámico de los fuertes vientos de las estrellas WR sobre el medio interestelar circundante puede verse cuando se obtienen imágenes con suficiente resolución espacial. Por ejemplo, la Figura 2.1 muestra la nebulosa M 1-67 alrededor de WR 124, donde se observan largos arcos de nebulosidad y nódulos brillantes. Otras estrellas WR poseen nebulosas anulares, como NGC 2359 (Casco de Thor, ver Figura 2.3). En la mayoría de los casos, el material expulsado, ionizado por la estrella central, aparece grumoso y presenta una cinemática más bien compleja (Miller y Chu 1993). Estos objetos son ideales para estudiar la composición química del material despedido y su interacción con el medio interestelar circundante (Esteban et al. 1992). Como hemos visto, es de esperar que los fuertes vientos de las estrellas WR sean sobreabundantes en helio y elementos pesados (Maeder 1981; Prantzos et al. 1986), contribuyendo a un enriquecimieno sustancial del ISM de la Galaxia en estos elementos (Abbott 1982). Además, el hecho que sólo una parte de las estrellas WR Galácticas poseen una nebulosa indica que éstas se dispersan en una escala de tiempo que es más corta que el tiempo de vida medio de las estrellas WR ( $\sim 5 \times 10^5$  años). Así, las nebulosas WR evolucionan en el tiempo de escala evolutivo de su estrella central.

De forma similar al caso de las estrellas OB, el modelado de las estrellas WR requiere técnicas sofisticadas. Las extremas condiciones en no-LTE que caracterizan las capas externas de estas estrellas, junto con el hecho de que debe emplearse la geometría esférica por la presencia de los fuertes y extensos vientos estelares, hacen que el modelado de las estrellas WR sea muy complejo (e.g., Hillier y Miller 1998, 1999; Crowther et al. 2002a; Vink y de Koter, 2005; Gräfener y Hamann, 2005). También como en las estrellas OB, los vientos de las estrellas WR están dirigidos radiativamente, por lo que se espera que la metalicidad tenga un efecto significativo en los ritmos de pérdida de masa. Esto se ha mostrado en estudios recientes (Vink y de Koter, 2005; Gräfener y Hamann 2005; Eldridge y Vink, 2006) y tiene importantes implicaciones para la evolución de las estrellas masivas en ambientes de baja metalicidad umbral para formar GRBs (i.e., Eldridge y Tout 2005; Eldridge et al. 2006; Petrovic et al. 2005; Woosley y Heger 2006; Hammer et al. 2006; Langer y Norman 2006; y la revisión de Woosley y Bloom, 2006)

#### 2.3.4 Poblaciones WR y su dependencia en la metalicidad

La metalicidad es un factor clave a la hora de determinar el número y la distribución por subtipos de una población WR. Teóricamente, las estrellas WR se forman preferentemente en ambientes de alta metalicidad por la acción de los vientos estelares dirigidos por la dispersión de la radiación en las líneas metálicas. Para baja metalicidad, los estudios teóricos (i.e., Maeder 1982,1991; Maeder y Meynet 1999; Schaerer y Vacca 1998) predicen que el mecanismo principal de formación de las estrellas WR es el *canal binario*, que debería producir básicamente estrellas WNL. No obstante, Foellmi et al. (2003) encontraron que la frecuencia binaria en la Pequeña Nube de Magallanes (SMC) era menor que la esperada, sugiriendo que quizás la creación de estrellas WR según el canal binario no domina a baja metalicidad.

Aunque la dependencia en la metalicidad de las propiedades de los vientos WR aún es incierta, las predicciones teóricas recientes de estrellas O de Vink et al. (2001) establecieron una relación de la forma  $\dot{M} \propto Z^{-0.8}$ . Los modelos evolutivos de estrellas individuales predicen que la masa estelar mínima necesaria para la formación de estrellas WR debería decrecer al aumentar el contenido en metales de la estrella padre (Meynet y Maeder 2004). Así, la masa mínima requerida para que una estrella masiva entre en la fase WR decrecería desde ~32  $M_{\odot}$  para metalicidad similar a SMC ( $Z \sim$  $0.3Z_{\odot}$ ) hasta ~21  $M_{\odot}$  para metalicidad supersolar. Las predicciones de estrellas WR en la Vía Láctea, la Gran Nube de Magallanes (LMC) y SMC a partir de datos del cúmulo en el que se observan (Massey 2003). Como consecuencia, el porcentaje de regiones H II en las que se espera aparezca el rasgo WR en sus espectros varía significativamente en función de la metalicidad, desde ~40% a  $1/5Z_{\odot}$  hasta 70-80%

| Galaxia      |                        | $12 + \log(O/H)$ | N(WN)                 | N(WC)               | N(WR)                  | WC/WN             | $Referencia^{a}$    |
|--------------|------------------------|------------------|-----------------------|---------------------|------------------------|-------------------|---------------------|
| LMC          | Total<br>30 Dor        | 8.4              | $109 \\ 15$           | $^{24}_{3}$         | $\frac{134}{18}$       | $0.2 \\ 0.2$      | (1)<br>(1)          |
| Milky<br>Way | Total<br>Arches<br>Wd1 | 8.7              | $132 \\ 15 \\ \ge 12$ | $92 \\ 0 \\ \geq 7$ | $237 \\ 15 \\ \geq 19$ | $0.7 \\ 0 \\ 0.6$ | $(2) \\ (3) \\ (4)$ |
| M 83         | Total C. $\#74$        | 9.2              | $470 \\ 50$           | $560 \\ 180$        | $1030 \\ 230$          | $1.2 \\ 3.6$      | (5)<br>(5)          |

TABLA 2.3: Poblaciones de estrellas WR en LMC, Vía Lácta y M 83, indicándose el cúmulo o asociación que alberga mayor población de estrellas WR. Adaptada de Hadfield et al. (2005).

<sup>a</sup>Referencias: (1) Breysacher et al. (1999); (2) van der Hucht (2001); (3) Blum et al. (2001); (4) Negueruela y Clark (2005); (5) Hadfield et al. (2005).

a metalicidad solar y superior (Meynet 1995; Schaerer y Vacca 1998).

Además, la distribución del cociente WC/WN también se *incrementa* con la metalicidad: empíricamente, se esperaría observar una mayor población de estrellas WC en ambientes más ricos en metales (Massey y Johnson 1998). Crowther y Had-field (2006) encontraron que las estrellas WC de LMC (que tienen tipos espectrales más tempranos) poseen vientos estelares más débiles que las estrellas WC de la Vía Láctea (que muestran tipos espectrales más tardíos). Esta diferencia explicaría el desplazamiento de la clase espectral hacia tipos más tempranos al disminuir la metalicidad. La situación para las estrellas WN es menos clara porque estas estrellas muestran una mayor variedad en las propiedades de sus vientos.

En las últimas dos décadas se han efectuado varios cartografiados de estrellas WR en el las galaxias de Grupo Local (con un rango de metalicidades entre 0.2 - 1  $Z_{\odot}$ , i.e. metalicidades subsolaress): LMC y SMC (Breysacher et al. 1999; Massey y Olsen 2003) y M 33 (Massey y Johnson 1998; Abbott et al. 2004). Recientemente, la búsqueda de estrellas WR se ha ampliado a otras galaxias espirales más allá del Grupo Local, especialmente M 83 y M 51 (Pindao et al. 2002; Bresolin y Kennicutt 2002; Crowther et al. 2004; Bresolin et al. 2004; Hadfield et al. 2005), que tienen metalicidad supersolar. Estos estudios parecen confirmar la dependencia en metalicidad de la población WR y del cociente WC/WN (ver Tabla 2.3). Por ejemplo, Crowther et al. (2004) detectaron rasgos WR en cerca del 70% de las ~200 regiones H II que analizaron en la galaxia rica en metales M 83, mientras que Bresolin et al. (2004) encontraron que 6 de las 10 regiones H II que analizan espectrocópicamente presentan fuerte emisión WR<sup>9</sup>. Además, estos autores encuentran que las poblaciones WC se localizan preferiblemente en los objetos centrales, más ricos en metales.

Por lo tanto, el investigar las propiedades de los rasgos de emisión (flujos y anchuras equivalentes) de estrellas WR inmersas en el gas ionizado a distintas metalicidades y la población y distribución de estrellas WR con respecto al número total de estrellas ionizantes, ofrece una oportunidad única para restringir los modelos evolutivos de las estrellas masivas.

<sup>&</sup>lt;sup>9</sup>Aunque estos autores señalan que su muestra no es completamente significativa.

# Capítulo 3 : Análisis de regiones H II

Llegará una época en la que la investigación diligente y prolongada sacará a la luz cosas que hoy están ocultas. La vida de una sola persona, aunque estuviera toda ella dedicada al cielo, sería insuficiente para investigar una materia tan vasta... Por lo tanto este conocimiento sólo se podrá desarrollar a lo largo de sucesivas edades. Llegará una época en la que nuestros descendientes se asombrarán de que ignoramos muchas cosas que para ellos son tan claras... muchos son los descubrimientos reservados para las épocas futuras, cuando se haya borrado el recuerdo de nosotros. Nuestro universo sería una cosa muy limitada si no se ofreciera a cada época algo que investigar... La Naturaleza no revela sus misterios de una vez para siempre.

Séneca, Cuestiones Naturales, Libro 7, siglo I

LAS NEBULOSAS DIFUSAS SON REGIONES de las nubes moleculares en las que la formación estelar ha tenido lugar en los últimos pocos millones de años, albergando estrellas masivas que aún se encuentran en la etapa caliente de la secuencia principal. El término región H II fue introducido por Strömgren (1939) para designar el volumen de gas ionizado por una estrella caliente (o un cúmulo de estrellas calientes) con temperaturas efectivas de  $T_{eff} \sim 25000 - 50000$  K (estrellas de tipos espectrales O y B tempranos). Como vimos en el Capítulo anterior, estas estrellas masivas emiten una fracción importante de su radiación como fotones lo suficientemente energéticos como para provocar la fotoionización de elementos químicos del gas circundante. La energía cinética proporcionada a los electrones liberados en este proceso es la fuente de energía de la nebulosa. Los átomos de hidrógeno ionizados por la radiación estelar Uv pertenecen al continuo de Lyman, pero pueden recombinarse a niveles más excitados. Su posterior caída provoca la aparición de líneas de emisión (como las series de Balmer o Paschen) que se detectan no sólo en regiones H II sino también en **nebulosas planetarias** (PNS)<sup>1</sup>.

La región H II más famosa es la Nebulosa de Orión, M 42 (Figura 3.1), al ser la más cercana (se encuentra a  $\sim$ 450 pc) y brillante del cielo. Sus propiedades fueron recientemente revisadas por O'Dell (2001) y Ferland (2001). Las nebulosas ionizadas proporcionan datos de abundancias de elementos, tales como He, Ne o Ar, que no aparecen el el espectro fotosférico solar, además de abundancias de otros elementos

 $<sup>^{1}</sup>$ La nebulosas planetarias son las envolturas expulsadas de estrellas de masa intermedia evolucionadas y expuestas a un núcleo estelar muy caliente, una *enana blanca* 



FIGURA 3.1: Imagen de la Nebulosa de Orión, M 42, y la nebulosa de Mairan, M 43, obtenida usando la WFC, que es un instrumento compuesto por 4 CCDs independientes cubriendo un campo de visión de 33'×33', colocada en 2.5m INT. La imagen fue obtenida por Sergio Simón-Díaz (OPM-IAC) y el autor y es una combinación de tomas en los filtros de [O III]  $\lambda$ 5007 (azul), H $\alpha$  (verde) y [S II]  $\lambda$ 6731 (rojo). M 42 está ionizada por un cúmulo estelar conocido como el *Trapecio*,  $\theta^1$  Ori, localizado en el mismo corazón de la nebulosa. Consultar Simón-Díaz (2005) para revisar las propiedades del cúmulo estelar y del gas ionizado en M 42 y M 43.

importantes como O, N y S. Esteban et al. (2004) presentó el análisis más profundo realizado hasta la fecha de la composición química de una región H II, midiendo intensidades de 555 líneas de emisión en M 42. Su espectro óptico se muestra en la Figura 3.2, donde se nombran las principales líneas de emisión observadas en una región H II. Con algunas modificaciones, particularmente entre los elementos CNO, las PNs proporcionan datos de abundancia similares a las regiones H II. Otro tipo de nebulosas de emisión son las nebulosas en torno a estrellas Wolf-Rayet y las *cáscaras de nova* (donde la causa de la ionización es similar a las regiones H II), restos de supernova (excitados por choques radiativos) y núcleos activos de galaxias (AGNs,



FIGURA 3.2: Espectro óptico de la Nebulosa de Orión obtenido usando VLT (Esteban et al. 2004). Se indican las líneas de emisión ópticas más importantes en una región H II. Observar la disminución de la intensidad de las líneas de Balmer a longitudes de onda más cortas.

excitados por una combinación de choques, radiación no-térmica y radiación térmica por estrellas muy calientes). Las regiones HII gigantes, miles de veces mayores que la nebulosa de Orión, pueden estudiarse en galaxias distantes siguiendo los mismos métodos, proporcionando información fundamental sobre estos sistemas lejanos. De hecho, una clase de estos objetos es el tema de estudio de esta tesis.

Por lo tanto, el análisis del espectro del gas ionizado en regiones H II permite estimar las abundancias químicas. Éste es uno de los tres métodos principales empleados para calcular la metalicidad de un objeto en el Universo, junto con el análisis de la espectroscopía estelar y las medidas directas en nuestro Sistema Solar. Pero el análisis del gas ionizado tiene la gran ventaja de su *alta luminosidad*, *alto brillo superficial* y el *espectro de líneas de emisión*, permitiendo su observación directa en objetos lejanos si el cúmulo ionizante es masivo y brillante. Esta posibilidad permite obtener restricciones observacionales en diferentes épocas y lugares a la composición química del medio observado. Como la composición química del gas es más o menos la misma que la de las estrellas recién formadas, su análisis proporciona pistas fundamentales a los modelos de evolución estelar, a la evolución química de galaxias y a la propia evolución del Universo.

#### 3.1 Líneas de emisión permitidas y prohibidas

El estudio físico de las regiones H II se realiza analizando los rasgos de emisión presentes en su radiación electromagnética. Para comprender el origen de las líneas de emisión es necesario analizar el comportamiento cuántico de átomos, iones y electrones (materia) y su interacción con los fotones (radiación). La materia y la radiación interaccionan entre sí sólo mediante tres procesos: emisión y absorción de fotones y dispersión. Los dos primeros se subdividen en tres tipos: transiciones *ligado-ligado* (cuando el número de electrones de un átomo, ion o molécula no varía), transiciones *ligado-libre* (cuando se emiten electrones) y transiciones *libre-ligado* (si uno o más electrones son absorbidos).

Un sistema atómico puede cambiar su estado energético siguiendo tres procesos que involucran interacción con la radiación (emisión espontánea, absorción o emisión estimulada de fotones) pero también al interaccionar con otras partículas (excitaciones y desexcitaciones colisionales). En el medio interestelar (ISM) y en frecuencias ópticas, el único proceso radiativo importante es la emisión espontánea. Además, la materia está muy diluida y la mayoría de las transiciones colisionales son consecuencia de interacciones con electrones. Así, un átomo o ion abandona su estado fundamental cuando colisiona con un electrón, permaneciendo en un estado excitado hasta que la emisión de un fotón o una nueva colisión con otro electrón lo devuelve a su estado fundamental. Si consideramos un átomo con sólo dos niveles, siendo  $N_1$  la población del nivel fundamental y  $N_2$  la del estado excitado (ambos en unidades de cm<sup>-3</sup>), suponiendo que el número de transiciones del nivel 1 al 2 es el mismo que el número de transiciones del nivel 2 al 1, la ecuación de equilibro estadístico es

$$N_2 n_e q_{21}^e + N_2 A_{21} = N_1 n_e q_{12}^e,$$
transiciones  $2 \to 1$  transiciones  $1 \to 2$ 

$$(3.1)$$

donde  $n_e$  (en unidades de cm $^{-3}$ ) indica el número de electrones (las partículas colisionantes),  $q_{21}^e$  y  $q_{12}^e$  son los coeficientes del ritmo de desexcitaciones y excitaciones colisionales (en unidades de cm<sup>3</sup> s<sup>-1</sup>) y  $A_{21}$  el coeficiente de Einstein de emisión espontánea (en unidades de s<sup>-1</sup>).  $A_{21}^{-1}$  es una medida del tiempo que tarda un átomo en un estado excitado en regresar al nivel fundamental, el tiempo característico. La forma normal de regresar al nivel fundamental es por interacciones dipolares eléctricas, que poseen altos valores de  $A_{21}$  (entre 10<sup>4</sup> y 10<sup>9</sup> s<sup>-1</sup>) y, consecuentemente, tiempos característicos muy cortos. Estas transiciones se denominan comunmente permitidas. Sin embargo, algunas transiciones no pueden realizarse de esta forma, por lo que se deben emplear procedimientos alternativos como transiciones dipolares magnéticas o transiciones cuadrupolares eléctricas. Los valores de  $A_{21}$  para estas transiciones son mucho menores que los de las transiciones dipolares eléctricas (entre  $10^{-4}$  y  $10^{0}$  s<sup>-1</sup>), por lo que sus tiempos característicos son más elevados (entre segundos y horas). Estas transiciones se denominan prohibidas porque están estrictamente prohibidas en términos de las reglas de selección cuánticas para la emisión de radiación dipolar eléctrica. Por último, el átomo o ion puede también regresar a su nivel fundamental si colisiona con otro electrón, pero dadas las bajas densidades de las nebulosas (típicamente entre 10 y  $10^4$  cm<sup>-3</sup>), la desexcitación colisional es tan baja que normalmente en unos pocos segundos se emite un fotón creado por una transición prohibida.

La ecuación anterior puede reescribirse como

$$\frac{N_2}{N_1} = \frac{q_{12}^e}{q_{21}^e + A_{21}/n_e},\tag{3.2}$$

por lo que, descartando la emisión estimulada, el número de fotones emitidos por unidad de tiempo y volumen es

$$S_{21} = N_2 A_{21} = \frac{N_1 q_{12}^e A_{21}}{q_{21}^e + A_{21}/n_e},$$
(3.3)

estando  $S_{21}$  en unidades de cm<sup>-3</sup> s<sup>-1</sup>. Podemos estudiar los casos extremos de alta y baja densidad. Para alta densidad,  $n_e \rightarrow \infty$ , la Ecuación 3.2 es equivalente a la ecuación de Boltzmann,

$$\frac{N_2}{N_1} \to \frac{q_{12}^e}{q_{21}^e} = \frac{g_2}{g_1} e^{-\Delta E_{21}/kT_e},\tag{3.4}$$

donde  $g_1$  y  $g_2$  son los pesos estadísticos de cada nivel,  $\Delta E_{21}$  la diferencia de energía entre los dos niveles, k es la constante de Boltzmann y  $T_e$  la temperatura electrónica. En esta situación, el número de fotones emitidos por unidad de tiempo es

$$S_{21} \to N_1 \frac{g_2}{g_1} e^{-\Delta E_{21}/kT_e} A_{21} \qquad (altas \ densidades). \tag{3.5}$$

Sin embargo, para bajas densidades,  $n_e \rightarrow 0$ , la Ecuación 3.2 se reduce a

$$\frac{N_2}{N_1} = \frac{q_{12}^e n_e}{A_{21}},\tag{3.6}$$

por lo que

$$S_{21} \to N_1 n_e q_{12}^e$$
 (bajas densidades). (3.7)

Por lo tanto, a altas densidades el número de fotones emitidos es proporcional al coeficiente de Einstein  $A_{21}$  pero a bajas densidades  $S_{21}$  es *independiente* de él. El límite de alta densidad se satisface en la Tierra o en las atmósferas estelares: es así imposible detectar líneas prohibidas en estas condiciones. Pero en una región H II la situación es completamente diferente porque son objetos con densidades muy bajas. Ésta es la razón por la que podemos observar líneas prohibidas en los espectros nebulares. Por supuesto, también podemos detectar líneas permitidas. En la práctica, casi todas las líneas de emisión en el espectro UV – óptico – NIR de una región HII son líneas permitidas producidas por recombinación (RL) o líneas prohibidas de excitación colisional (CEL). Para distinguir el tipo de línea, las producidas por transiciones prohibidas están escritas entre corchetes<sup>2</sup>, i.e. [N II]  $\lambda$ 6583, mientras que una línea permitida se escribe de la forma habitual, HI  $\lambda$ 4861 (H $\beta$ ). las líneas de [O III]  $\lambda\lambda$  4959,5007 (líneas prohibidas en un ion de O<sup>++</sup>) a veces son las más intensas de todo el espectro óptico y fueron al principio atribuidas a un elemento desconocido en la Tierra, el nebulio, hasta que se identificaron por lra S. Bowen in 1928.

La transición entre estos dos límites se alcanza cuando la contribución de los dos factores en el denominador de la Ecuación 3.2 es la misma,  $q_{21}^e = A_{21}/n_e$ . Esta relación se satisface para una densidad electrónica crítica de

$$N_{crit} = \frac{A_{21}}{q_{21}^e}.$$
(3.8)

<sup>&</sup>lt;sup>2</sup>Notar que en el caso de las líneas prohibidas el número en latín N indica una transición entre niveles ligados en un elemento ionizado N-1 veces, esto es, [Ne III] representa transiciones en un ion Ne<sup>+2</sup> y [O I] en un átomo neutro de O.

Así, por encima de esta densidad crítica la población relativa del estado excitado deja de incrementarse con  $n_e$  y las transiciones prohibidas son suprimidas. Cuando la densidad alcanza valores del orden de magnitud de  $N_{crit}$ , las desexcitaciones colisionales pueden ocurrir.

#### 3.2 Ecuaciones de equilibrio estadístico

Aunque las conclusiones a las que hemos llegado en el apartado anterior son correctas, el caso de un átomo o ion con sólo dos niveles no es realista. En general, para conocer las poblaciones de un ion o un átomo con n niveles hay que resolver las ecuaciones de equilibro estadístico, generalizando la Ecuación 3.1,

$$\sum_{j \neq i}^{n} N_j n_e q_{ji}^e + \sum_{j>i}^{n} N_j A_{ji} = \sum_{j \neq i}^{n} N_i n_e q_{ji}^e + \sum_{j(3.9)$$

donde los coeficientes de ritmo colisional,  $q_{ji}^e$ , pueden expresarse como una constante que depende débilmente de la temperatura electrónica,  $\Omega_{ji}$ , multiplicada por una función que sí depende fuertemente de  $T_e$  (Spitzer 1978),

$$q_{ji}^{e} = \frac{8.629 \times 10^{-6}}{g_{j}} \Omega_{ji} \frac{e^{-\Delta E_{ji}/kT}}{T^{1/2}} \quad \text{cm}^{3} \,\text{s}^{-1}.$$
(3.10)

A estas relaciones hay que sumarles la ecuación de cierre,  $N = \sum_{j=1}^{n} N_j$ . No es fácil resolverlas, incrementándose la dificultad con el número de niveles considerados. En el análisis nebular, el truco es que, como la mayoría de los iones observados tienen cinco niveles inferiores (configuraciones electrónicas de  $p^2$ ,  $p^3$  o  $p^4$  en el nivel fundamental), considerar únicamente estos cinco niveles. Los niveles superiores no se pueblan significativamente a través de colisiones, recombinaciones u otros mecanismos. En la práctica, se emplea la denominada aproximación de átomo con cinco niveles para resolver las ecuaciones de equilibrio estadístico y obtener las poblaciones de los niveles y las emisividades de las líneas. Shaw y Dufour (1995) desarrollaron un paquete de aplicaciones para IRAF, denominado nebular y basado en el programa FIVEL presentado por de Robertis et al. (1987), para estimar las condiciones físicas en un gas de baja densidad dados los flujos de las líneas de emisión, la densidad electrónica y la temperatura electrónica. Los datos atómicos que son independientes de la temperatura electrónica  $(A_{ij}, g_i$  y  $E_{ji})$  se tabulan dentro del código. Los datos atómicos dependientes de  $T_e$   $(\Omega_{ji}, q_{ji}^e)$  se calculan cada vez que se ejecuta el programa para una temperatura electrónica dada. La intensidad por unidad de volumen de una línea (en unidades de erg cm $^{-3}$  s $^{-1}$ ) resultante de una transición desde un nivel n a un nivel n' es

$$j_l = h\nu_{nn'} S_{nn'} = h\nu_{nn'} N_{i,n} A_{nn'} = N_i n_e \epsilon_l, \qquad (3.11)$$

donde introducimos la *emisividad* de la línea,  $\epsilon_l$  (en unidades de erg cm<sup>3</sup> s<sup>-1</sup>) como

$$\epsilon_l \equiv h\nu_{nn'} \frac{N_{i,n} A_{nn'}}{N_i n_e}.$$
(3.12)

 $N_i$  es la densidad total de un ion i y  $N_{i,n}$  la población de un nivel n. La densidad crítica para este nivel se define ahora (en analogía a la Ecuación 3.8) como

$$N_{crit}(n) = \frac{\sum_{n' < n} A_{nn'}}{\sum_{n' \neq n} q_{nn'}^e}.$$
 (3.13)

#### 3.3 Ionización y recombinación del hidrógeno

Los niveles de energía<sup>3</sup> de un átomo de hidrógeno se indican en la Figura 3.3. En primera aproximación, la energía de cada nivel sólo depende del número cuántico principal, n,

$$E_n = -Z^2 \frac{R}{n^2},$$
 (3.14)

donde Z es el número atómico (1 para el hidrógeno) y R= 13.60 eV es la constante de Rydberg. En realidad, cada nivel posee una estructura fina e hiperfina, por lo que la energía de cada nivel no es exactamente la dada por la ecuación previa. No obstante, en el caso del átomo de hidrógeno, estas correcciones son pequeñas. Las transiciones entre el nivel fundamental (n = 1) y niveles superiores se denominan transiciones de Lyman. La transición entre el primer y el segundo nivel se designa como Lyman- $\alpha$ , entre la primera y tercera Lyman- $\beta$  y sucesivamente. Una transición pertenece a la serie de Balmer si termina en el segundo nivel ( $H\alpha$ ,  $H\beta$ ,  $H\gamma$ , ...) y a la serie de Paschen si termina en el tercer nivel.

Los fotones con energía  $h\nu \ge R$  ( $\lambda \le 912$  Å) ionizan los átomos. El exceso de energía,  $h\nu - R$ , va directamente a energía cinética de los electrones liberados. Los protones apenas se ven afectados por este proceso, aunque la conservación del momento exige que experimenten un pequeño retroceso. Tras la ionización, el electrón puede moverse durante un largo período de tiempo (del orden de decenas de miles de años por la baja densidad del medio) hasta que intensa interacción coulombiana entre protones y electrones provoca el proceso inverso de recombinación. Esquemáticamente, se satisface la siguiente ecuación reversible:

$$\mathbf{H} + h\nu \rightleftharpoons \mathbf{p} + \mathbf{e}^{-}.\tag{3.15}$$

<sup>&</sup>lt;sup>3</sup>La notación espectroscópica empleada en el análisis de regiones H II es  ${}^{(2S+1)}L_J$ , donde se encuentran completamente definidos el momento angular orbital L y espín S, además del momento angular total J. Dada una configuración electrónica de un átomo o ion, que viene especificada por los números cuánticos principal n y momento angular orbital l de los electrones individuales de la capa más externa, cada término espectroscópico especifica L, S y J suponiendo el esquema de acoplamiento L - S. Por ejemplo, una configuración electrónica notada como  $2s^2p^2$  indica que existen cuatro electrones con n = 2, pero dos con l = 0 y dos con l = 1. Estos últimos, que ocupan un orbital incompleto, son los que definen los términos espectroscópicos que serían  ${}^{1}S_{0}$  (indicando L = 0, S = 0 y J = 0),  ${}^{1}D_{2}$  (L = 2, S = 0 y J = 2) y  ${}^{3}P_{0}, {}^{3}P_{1}$  y  ${}^{3}P_{2}$  (con L = 1, S = 1 y J = 0, 1, 2). Ésta es la configuración electrónica de los iones [O III] y [N II] (ver Figura 3.7).



FIGURA 3.3: Niveles de energía de un átomo de hidrógeno. Figura adaptada de Maíz-Apellániz (1999). También se indican las longitudes de onda de las transiciones más importantes. Notar que la transición  $2^2 S \rightarrow 1^2 S$  está prohibida por la regla de selección dipolar electrica,  $\Delta L = \pm 1$ .  $2^2 S$  es un estado metaestable. Sin embargo, la desexcitación se realiza emitiéndose dos fotones simultáneos con energías  $E_{2\gamma} = h(\nu_1 + \nu_2) = E_2 = 10.20$  eV. Estos fotones se conocen como fotones del continuo doble. Ver Osterbrock (1989) para detalles.

La energía de los fotones producidos por la recombinación está dada por la suma de dos contribuciones: la energía cinética del electrón que se recombina y la energía del nivel al que se recombina. Tras la recombinación, el electrón puede ir a un estado excitado en lugar de al nivel fundamental, emitiendo un fotón denominado *del continuo*. Estos niveles excitados tienen vidas extremadamente cortas (del orden de nanosegundos), por lo que inmediatamente se emiten uno o varios fotones hasta que el átomo o ion alcanza su nivel fundamental. Éste es el origen de las líneas de las series de Balmer o Lyman del hidrógeno. El átomo permanecerá en su estado fundamental durante horas o meses hasta que de nuevo es ionizado. Así, la mayoría del hidrógeno en las regiones H II se encuentra ionizado, produciendo una serie de líneas de emisión (*transiciones ligado-ligado*) y un débil continuo (*transiciones libre-ligado*) como resultado de procesos de recombinación.

Los fotones emitidos en la serie de Balmer o en series superiores no tienen problemas en escapar de la nebulosa porque los niveles excitados están prácticamente



FIGURA 3.4: Ajuste exponencial entre  $T_e$  y el cociente  $H\alpha/H\beta$  para  $n_e = 100 \text{ cm}^{-3}$  usando los datos de la Tabla A.3 que sigue los cálculos de Storey y Hummer (1995).

despoblados, por lo que la probabilidad de que sean absorbidos es muy pequeña. Una región H II es normalmente ópticamente fina para los fotones de la serie de Balmer o series superiores. Pero los fotones de Lyman se absorben y emiten casi instantáneamente, por lo que una región H II es ópticamente gruesa para ellos<sup>4</sup>.

Así, el cálculo detallado del espectro emitido depende de tres factores, *temperatura y densidad electrónicas y transporte radiativo* dentro de la nube. De una forma u otra, las líneas de recombinación de hidrógeno poseen una característica importante: dada una temperatura y densidad electrónicas, los cocientes entre dos líneas son constantes. Ademas, incluso tienen poca dependencia en estos factores, como puede verse en la Tabla A.3, que muestra los cocientes entre parejas de líneas de HI, siguiendo el Caso B de recombinación (ver siguiente sección), calculados usando el programa de Storey y Hummer (1995). Usando estos datos, podemos determinar expresiones analíticas para los cocientes entre líneas de HI, por ejemplo,

$$\frac{\mathrm{H}\alpha}{\mathrm{H}\beta} = 2.72324 + 0.70209 \times \exp\left(-T_e/6206.77\right),\tag{3.16}$$

suponiendo  $n_e = 100 \text{ cm}^{-3}$  (ver Figura 3.4). Esta propiedad es vital para estudiar los efectos del polvo dentro de la nebulosa, como veremos en §3.10 y Apéndice A.

## 3.4 Equilibrio de fotoionización en regiones H II

Si una nube de hidrógeno es lo suficientemente densa como para absorber todos lo fotones Uv emitidos por una estrella caliente, se dice que la región está *limitada* en radiación. Éste es el caso normalmente supuesto en regiones HII. Si ocurre el

<sup>&</sup>lt;sup>4</sup>Existe un mecanismo por el que la energía de un fotón de Lyman- $\alpha$  puede escapar de la nebulosa: emitiendo dos fotones simultáneamente; ver Figura 3.3 y consultar el excelente libro de texto Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei de Osterbrock (1989)

caso opuesto, esto es, que algunos fotones escapen de la nebulosa, se dice que está limitada en materia. En el caso de una nebulosa limitada en radiación, todos los fotones de Lyman (continuo y líneas) se degradan a líneas de Ly- $\alpha$  o a líneas de recombinación o continuo de series superiores que posteriormente escapan o son absorbidos por el polvo si la profundidad óptica es grande (es el caso normal para los fotones de Lyman- $\alpha$ ). Baker y Menzel (1938) identificaron dos casos extremos de profundidad óptica: el Caso A, en el que la cantidad de gas neutro es tan pequeña que los fotones de Lyman pueden escapar sin interaccionar (equivalentemente, todas las profundidades ópticas son pequeñas) y el Caso B en el que los fotones de Lyman y del continuo son absorbidos on the spot, produciendo un fotón de Lyman- $\alpha$  y uno o varios fotones de series superiores. El Caso B es, en la práctica, el supuesto que normalmente se considera al analizar regiones HII. Siguiendo esta aproximación, como cada emisión de un fotón de Lyman (aparte de Lyman- $\alpha$  que es dispersado muchas veces) se cancela por una absorción, el átomo de hidrógeno puede tratarse como si no tuviese estado fundamental. De hecho, el ritmo de recombinación total efectivo de fotones y electrones es la suma de los ritmos de recombinación al segundo o superiores niveles.

El exceso de energía de los fotones ionizantes proporcionan el calor al gas ionizado, que se enfría a través de la emisión de líneas de excitación colisional de iones como O<sup>++</sup>, O<sup>+</sup>, N<sup>+</sup>, etc. Si cada punto de la región HII mantiene un balance entre fotoionizaciones y recombinaciones de electrones, se alcanza el equilibrio de fotoionización. Suponiendo la aproximación idealizada de que la estructura de una nebulosa es una nube de hidrógeno puro alrededor de una única estrella caliente, la ecuación del equilibrio de ionización es

$$n_{\rm H^0} \int_{\nu_1}^{\infty} \frac{4\pi J_{\nu}}{h\nu} a_{\nu}({\rm H}) d\nu = n_e n_p \alpha({\rm H^0}, T_e), \qquad (3.17)$$

donde  $\nu_1$  es la frecuencia de ionización del hidrógeno ( $\nu_1 = R/h$ ) y  $J_{\nu}$  es la intensidad media de la radiación (en unidades de energía por unidad de área, tiempo, ángulo sólido e intervalo de frecuencia).  $4\pi J_{\nu}/h\nu$  es el número de fotones incidentes por unidad de área, tiempo e intervalo de frecuencia, y  $a_{\nu}(H)$  es la sección eficaz de hidrógeno por fotones con energía  $h\nu$  (con  $h\nu \geq R$ ). Así, la integral representa el número de fotoionizaciones por átomo de H por unidad de tiempo.  $n_{H^0}$ ,  $n_e$  y  $n_p$ son las densidades de átomos neutros, electrones y protones por unidad de volumen (en unidades de cm<sup>-3</sup>), y  $\alpha(H^0, T_e)$  es el coeficiente de recombinación efectivo, por lo que el término derecho de la ecuación proporciona el número de recombinaciones por unidad de volumen y tiempo.

El equilibrio de ionización determina el grado de ionización del hidrógeno. Podemos realizar un cálculo sencillo para estimar su orden de magnitud. Por ejemplo, suponiendo que la intensidad media es sólo la radiación emitida por una estrella O6 ( $T_{eff}$  =40 000 K) reducida por la dilución geométrica,  $4\pi J_{\nu} = L_{\nu}/(4\pi r^2)$ , un punto a 5 pc con densidad  $n_e = 10$  cm<sup>-3</sup> tiene una fracción de hidrógeno neutro de  $x \simeq 4$  $\times 10^{-4}$ . La fracción de hidrógeno ionizado en ese punto es (1 - x)  $\simeq 0.9996$ , esto es, el hidrógeno está prácticamente ionizado <sup>5</sup>. El grosor de la zona de transición entre el gas neutro y el ionizado es del orden del recorrido libre medio de un fotón ionizante,  $d \sim 0.01$  pc, mucho más pequeño que el radio de la nebulosa ionizada.

El tamaño de una nebulosa simétricamente esférica limitada por radiación se denominaesfera de Strömgren. Puede encontrarse igualando el número total de recombinaciones en el Caso B con el ritmo total de emisión de fotones ionizante por la(s) estrella(s) central:

$$Q_{\rm H^0}(N, T_{eff}, L) = \int_{\nu_1}^{\infty} \frac{L_{\nu}}{h\nu} d\nu = \frac{4\pi}{3} R_s^3 \epsilon n_e^2 \alpha_B({\rm H}^0, T_e).$$
(3.18)

 $Q_{\rm H^0}$  es el número de fotones ionizantes (en unidades de s<sup>-1</sup>) producido por la(s) estrella(s) y es una función de su número N, temperatura efectiva  $T_{eff}$  y luminosidad L. Suponemos que una fracción  $\epsilon$  del volumen (el factor de llenado) posee una densidad electrónica uniforme  $n_e$  y una densidad de protones  $n_p \simeq n_e$ .  $\alpha_B$  es el coeficiente de recombinación total en el Caso B, que varía lentamente con la temperatura electrónica<sup>6</sup>.  $R_s$  es el radio de Strömgren y  $4\pi R_s^3/3$  el volumen de la esfera de Strömgren. El hidrógeno se encuentra completamente ionizado dentro de esta esfera. El radio de la nebulosa de Orión es de unos pocos parsecs, mientras que el de una región H II gigante como 30 Dor en la Gran Nube de Magallanes es del orden de 100 pc. Pueden encontrarse regiones H II mayores en galaxias espirales ricas en gas o en galaxias enanas con alta formación estelar, especialmente en las denominadas galaxias H II (ver Capítulo 4).

Los electrones generados por fotoionización colisionan muchas veces con otros electrones antes de que se recombinen, por lo que redistribuyen su energía alcanzando una distribución Maxwelliana de velocidad. Los procesos colisionales ocurren en una escala de tiempo tan pequeña que puede decirse que el proceso es casi instantáneo. Además, las colisiones transfieren energía de una especie a otra siguiendo un proceso jerarquizado: los electrones transfieren energía a los protones hasta que alcanzan la equipartición<sup>7</sup> y luego la energía se transfiere a los átomos neutros por las colisiones entre protones. De esta forma, se puede referir a la temperatura del gas como la temperatura electrónica  $T_e$ . El equilibrio térmico se alcanza a unas temperaturas electrónicas de entre 5000 y 20000 K, dependiendo de la temperatura estelar, la composión química ( $T_e$  se incrementa al disminuir la abundancia porque entonces hay menor cantidad de refrigerante) y el parámetro de ionización U. Consultar el Capítulo 3 de Osterbrock (1989) para ampliar detalles sobre el equilibrio térmico en regiones H II.

<sup>&</sup>lt;sup>5</sup>Consultar Osterbrock (1989) para detalles del equilibrio de fotoionización en regiones H II.

 $<sup>{}^{6}\</sup>alpha_{B}(\mathrm{H}^{0}, T_{\mathrm{e}}) = 3.4795 \times 10^{-10} T_{\mathrm{e}}^{-0.7862}$  para  $n_{e} = 100 \mathrm{ cm}^{-3}$  (Storey y Hummer, 1995).

<sup>&</sup>lt;sup>7</sup>Proceso que necesita un gran número de colisiones por la diferencia de masa entre partículas.



FIGURA 3.5: Niveles de energía de He I. Los estados singletes se muestran a la izquierda y los tripletes a la derecha. Sólo se muestran los niveles con  $n \leq 4$  y  $L \leq 2$  y transiciones que alcanzan el nivel  $n \leq 2$ . También se indica la estructura fina de los estados tripletes con  $J \geq 1$ . Las transiciones permitidas se indican con una línea continua. Las longitudes de onda están en Å. Figura adaptada de Maíz-Apellániz (1999).

#### 3.5 Nubes de H y He

El segundo elemento más abundante tras el hidrógeno es el helio. Los niveles de energía de HeI se muestran en al Figura 3.3. Como tiene dos electrones, los estados están separados en *singletes* (con espín total 0) y *tripletes* (espín total 1). La energía necesaria para ionizar el helio neutro es 24.59 eV ( $\lambda \leq 504$  Å), prácticamente el doble de la necesaria para ionizar un átomo de hidrógeno. Este hecho determinará la estructura de ionización de una nebulosa porque las estrellas de tipo B temprano no emiten muchos fotones a estas frecuencias. En este caso, el helio estará ionizado únicamente en la región más cercana a la estrella, existiendo así una región interna con He<sup>+</sup> y una región externa con He<sup>0</sup> (ver Figuras 3.6 derecha y 3.10). Sin embargo, si la estrella ionizante es del tipo O temprano, proporcionará gran cantidad de fotones con  $\lambda \leq 504$  Å y el helio estará ionizado prácticamente en toda la región HII (ver Figuras 3.6 izquierda y 3.9).

La estructura de ionización de una nebulosa puese calcularse ahora resolviendo dos ecuaciones; la primera (Ecuación 3.17) considerando el equilibrio de ionización del hidrógeno y la segunda involucrando el equilibro de ionización del helio. Pero



FIGURA 3.6: Estructura de ionización de una nebulosa con metalicidad solar limitada en radiación ionizada por una estrella O7V (*izquierda*) o por una estrella B1V (*derecha*). Modelos calculados empleando el código de fotoionización de CLOUDY.

para energías con  $h\nu_2 > 24.59$  eV ambas ecuaciones están *acopladas* por el campo de radiación, por lo que sus expresiones analíticas no son tan sencillas como la Ecuación 3.17 (ver Osterbrock 1989). Aunque el cálculo del tamaño exacto de la zona de He<sup>+</sup> requiere solucionar el acoplamiento entre la ionización de hidrógeno y helio, podemos encontrar un tamaño aproximado ignorando la absorción del hidrógeno en la zona de He<sup>+</sup>. Así, en analogía a la Ecuación 3.18, se satisface que

$$Q_{\rm He^0}(n, T_{eff}, L) = \int_{\nu_2}^{\infty} \frac{L_{\nu}}{h\nu} d\nu = \frac{4\pi}{3} R_2^3 \epsilon n_e n_{\rm He^+} \alpha_B({\rm He^0}, T_e), \qquad (3.19)$$

donde  $R_2$  es el radio de la zona de He<sup>+</sup>,  $n_{\text{He}^0}$  y  $n_{\text{He}^+}$  son las densidades de helio neutro e ionizado (en unidades de cm<sup>-3</sup>) y  $\alpha_B(\text{He}^0, T_e)$  el coeficiente de recombinación del helio. Para  $T_{eff} \geq 40~000$  K, las zonas de He<sup>+</sup> y H<sup>+</sup> coinciden, pero para temperaturas más bajas la zona de He<sup>+</sup> es mucho más pequeña (ver Figura 3.6). Por ejemplo, si  $T_{eff} \geq 30~000$  K,  $R_2/R_s \simeq 0.22$  (ver Osterbrock 1989 para detalles).

La recombinación del helio puede producirse a un estado singlete o triplete, con un cociente de probabilidades de 1:3 (Osterbrock 1989). Una vez sucede la recombinación, de forma similar al átomo de hidrógeno, se emiten varios fotones hasta que el electrón alcanza su nivel fundamental. La principal diferencia en este caso es que el electrón descenderá de nivel sin cambiar su espín total<sup>8</sup>.

El potencial de ionización de He<sup>+</sup> es 54.4 eV ( $\lambda < 228$  Å), muy alto para que los fotones emitidos por estrellas calientes lo alcancen. Así, no es posible encontrar líneas de recombinación de HeII en nebulosas galácticas difusas, pero sí aparecen en nebulosas planetarias (que tienen enanas blancas con  $T_{\rm eff}$  muy elevadas), nebulosas anulares alrededor de estrellas WO y en algunas regiones HII extragalácticas. Como veremos en §4.3, la observación de líneas de emisión de HeII en galaxias *starbursts* se suele explicar por la presencia de estrellas del tipo Wolf-Rayet, que poseen temperaturas efectivas que pueden alcanzan los 100 000 K (ver §2.3).

<sup>&</sup>lt;sup>8</sup>Las transiciones cambiando el espín total están prohibidas por la regla de selección dipolar eléctrica e incluso con las reglas de selección cuadrupolar eléctrica y dipolar magnética.

TABLA 3.1: Potenciales de ionización,  $I_X$ , de los elementos más comunes en regiones H II. Se indica la longitud de onda mínima de un fotón necesaria para realizar la ionización (calculada usando la relación  $\lambda = hc/eV = 1.241 \times 10^{-6}/I_X$ ). Valores obtenidos de Cowley et al. (2003), ver http://www.astro.lsa.umich.edu/~cowley/ionen.htm.

| Elemento | Número<br>Atómico | I<br>I <sub>X</sub> (eV) | $\lambda$ (Å) | II<br>I <sub>X</sub> (eV) | $\lambda$ (Å) | III<br>I <sub>X</sub> (eV) | $\lambda$ (Å) |
|----------|-------------------|--------------------------|---------------|---------------------------|---------------|----------------------------|---------------|
| н        | 1                 | 13.60                    | 912           |                           |               |                            |               |
| He       | 2                 | 24.59                    | 505           | 54.42                     | 228           |                            |               |
| С        | 6                 | 11.26                    | 1102          | 24.38                     | 509           | 47.89                      | 259           |
| Ν        | 7                 | 14.53                    | 854           | 29.60                     | 419           | 47.45                      | 262           |
| 0        | 8                 | 13.62                    | 919           | 35.12                     | 353           | 54.94                      | 226           |
| Ne       | 10                | 21.56                    | 576           | 40.96                     | 303           | 63.45                      | 196           |
| S        | 16                | 10.36                    | 1198          | 23.34                     | 532           | 34.79                      | 357           |
| Cl       | 17                | 12.97                    | 957           | 23.81                     | 521           | 39.61                      | 313           |
| Ar       | 18                | 15.76                    | 787           | 27.63                     | 449           | 40.74                      | 305           |
| Fe       | 26                | 7.90                     | 1571          | 16.19                     | 767           | 30.65                      | 405           |

## 3.6 Efectos de los metales

En Astrofísica, todos los elementos con número atómico mayor que 2 se denominan **metales**. Aunque son pocos abundantes en regiones H II (sólo 0.1% en número para composición solar), juegan un papel fundamental en el equilibrio térmico porque son el principal mecanismo de enfriamiento del gas. En analogía a la Ecuación 3.17, la ecuación del equilibrio de ionización para dos estados consecutivos de ionización i e i + 1 de un elemento X puede escribirse como

$$n_{X^{+i}} \int_{\nu_i}^{\infty} \frac{4\pi J_{\nu}}{h\nu} a_{\nu}(X^{+i}) d\nu = n_e n(X^{+i+1}) \alpha_G(X^{+i}, T_e), \qquad (3.20)$$

donde  $n(X^{+i})$  y  $n(X^{+i+1})$  son las densidades de estos dos estados de ionización,  $a_{\nu}(X^{+i})$  es la sección eficaz de fotoionización desde el estado fundamental de  $X^i$ con frecuencia límite de  $\nu_i$  (ver Tabla 3.1 para consultar los potenciales de ionización de los elementos más comunes) y  $\alpha_G(X^{+i}, T_e)$  es el coeficiente de recombinación del nivel fundamental de  $X^{+i+1}$  a todos lo niveles de  $X^{+i}$ . Estas ecuaciones, junto con el número total de iones de todos los estados de ionización,  $\sum_{i=0,n} X^{+i} = N(X)$ , determinan completamente el equilibrio de ionización en cada punto.

Precisamente, el desarrollo de códigos de fotoionización durante los últimos treinta años se ha efectuado para resolver estas ecuaciones y así entender todos los procesos físicos mayores que gobiernan la estructura de ionización y de temperatura de las nebulosas. El código de fotoionización más famoso es CLOUDY, desarrollado por G. K. Ferland y colaboradores (Ferland et al. 1998). Aunque se creó en 1978, se ha ido mejorando continuamente, siendo lanzada su última versión en julio de 2005<sup>9</sup>. CLOUDY es un código de síntesis espectral a gran escala diseñado para simular las condiciones físicas dentro de un plasma astronómico, prediciendo su espectro emitido. Dos ejemplos ilustrativos de resultados de CLOUDY se muestran en la Figura 3.6, indicando las diferencias en las estructuras de ionización de una

<sup>&</sup>lt;sup>9</sup>El código puede descargarse gratuitamente desde *http://www.nublado.org*.



FIGURA 3.7: Niveles de energía inferiores de [O III] y [N II] (configuración  $p^2$ ). La separación en energías de los niveles <sup>3</sup>P está exagerada. Figura adaptada de Maíz-Apellániz (1999).

nebulosa con metalicidad solar ionizada por una estrella del tipo O7V (*izquierda*) y B1V (*derecha*).

En la Figura 3.7 se muestran los diagramas de niveles de energía de O<sup>++</sup> y N<sup>+</sup> (configuración  $p^2$ ), mientras que la Figura 3.8 muestra los de O<sup>+</sup> y S<sup>+</sup> (configuración  $p^3$ ). Todas las transiciones indicadas en estos diagramas son transiciones *prohibidas* y no pueden reproducirse bajo condiciones normales de laboratorio. Como vimos en §3.1, a altas densidades los niveles excitados se desexcitan principalmente por colisiones con electrones y el mecanismo radiativo es prácticamente inexistente. Pero el gas nebular es tan tenue que el decaimiento radiativo domina. Como la probabilidad de transición es tan baja, los fotones emitidos son absorbidos raramente y escapan libremente de la nebulosa, enfriando el gas.

El panel izquierdo de la Figura 3.7 muestra los niveles de energía del estado fundamental  $p^2$  de O<sup>++</sup> y las transiciones entre ellos. Las transiciones directas desde el primer estado excitado hasta el fundamental, que en este caso producirían las famosas líneas de *nebulio*, se conocen como *nebulares*, mientras que la transición a  $\lambda$ 4363 se llama *auroral* por analogía con la transición de [O I]  $\lambda$ 5577 que es prominente en las auroras y en el cielo nocturno en general. La tercera transición, desde el estado superior de  $\lambda$ 4363 hasta el nivel fundamental, ocurre en el UV ( $\lambda$ 2331) y se denomina *transauroral*. El cociente entre la línea auroral de  $\lambda$ 4363 y las líneas nebulares  $\lambda\lambda$ 4959,5007 es una medida directa de  $T_e$ , como veremos en §3.11. Se tienen configuraciones similares para N<sup>+</sup> (panel derecho de la Figura 3.7) y S<sup>++</sup>, que también pueden emplearse para calcular  $T_e$  en casos favorables, principalmente



FIGURA 3.8: Niveles de energía inferiores de [O II] y [S II] (configuración  $p^3$ ). La separación en energías de los niveles <sup>3</sup>P está exagerada. Figura adoptada de Maíz-Apellániz (1999).

en PNs y en regiones HII donde la abundancia de elementos pesados sea inferior a la solar. Sin embargo, en regiones HII de alta abundancia la  $T_e$  es tan baja que las líneas aurorales son muy débiles y prácticamente imposible de medir, aunque la situación mejora algo en PNs porque están ionizadas por estrellas muy calientes y tienen un brillo superficial muy alto.

La Figura 3.8 muestra los niveles de energía de la configuración  $p^3$ , usando como ejemplo O<sup>+</sup> (panel izquierdo) y S<sup>+</sup> (panel derecho). Las líneas nebulares forman un doblete, [O II]  $\lambda\lambda$ 3726,2729 y [S II]  $\lambda\lambda$ 6717,6731, con un cociente de intensidades que *depende de n<sub>e</sub>*. La razón es que a bajas densidades este cociente es esencialmente el de los ritmos de excitación colisional al nivel fundamental, mientras que a alta densidad los estados superiores están cerca del equilibrio térmico y las intensidades de líneas están gobernadas por sus pesos estadísticos y sus probabilidades de transición radiativa. La densidad crítica para [S II] está alrededor de 10<sup>4</sup> cm<sup>-3</sup> (ver Figura 3.14, derecha), mientras que para [O II] es algo mayor. En la práctica, se suele emplear [S II] porque este doblete no necesita una resolución espectral tan alta como [O II]. En §3.12 veremos cómo se calcula *n<sub>e</sub>* usando estos dobletes.

#### 3.7 La distribución de los iones en la nebulosa

Es importante conocer cómo se distribuyen los iones metálicos en las regiones H II porque el ritmo de enfriamiento debido a transiciones en un ion depende de la proporción de ese elemento en ese estado de ionización, algo que es vital para



FIGURA 3.9: (*Izquierda*) Imagen profunda de la Nebulosa Trífida, M 20, obtenida por Jorge García-Rojas (IAC) y el autor usando el telescopio IAC-80. Es un combinación de cinco campos observados en los filtros [O III]  $\lambda$ 5007 (azul), H $\alpha$  (verde) y [S II]  $\lambda$ 6731 (rojo). la imagen muestra la distribución de los iones dentro de la nebulosa, que es ionizada principalmente por una estrella O7V ( $T_{eff} \simeq 32000$  K). Comparar esta imagen con la Figura 3.12, que muestra la misma nebulosa observada con el telescopio 2.5m INT. (*Derecha*) Esquema de la estructura de ionización de la nebulosa, que es la distribución iónica estándar para regiones H II ionizadas por estrellas calientes. Comparar con la Figura 3.6 izquierda. Ver Figura 3.1 para una visión global de M 42 y M 43.

determinar las abundancias químicas. A partir de imágenes en filtros de banda estrecha, es evidente que existen varias regiones de ionización dentro de las nebulosas. La Figura 3.9 (izquierda) muestra una imagen en falso color de la Nebulosa Trífida, M20, combinando imágenes individuales en filtros de [OIII]  $\lambda$ 5007 (azul), H $\alpha$  (verde) y [SII]  $\lambda$ 6731 (rojo). Puede observarse que el color *azul* (esto es, la emisión de [OIII]) domina en la zona interna de la nebulosa, pero es prácticamente ausente en la zona externa. Sin embargo, otros objetos como la Nebulosa de Mairan, M43 (Figura 3.10), no tiene una zona de alta ionización. Así, las observaciones de regiones HII empleando filtros de banda estrecha ayudan a reconocer las regiones de ionización dentro de una nebulosa (Dufour 1994). De las Figuras 3.9 y 3.10 es también evidente que la emisión de [SII] se localiza principalmente en el borde de la nebulosa (Hester 1991; Hester et al. 1996).

¿Cuál es la explicación física de la estructura de ionización en regiones HII? El primer potencial de ionización del oxígeno es prácticamente idéntico al del hidrógeno (ver Tabla 3.1), por lo que ambas especies deberían localizarse en regiones similares



FIGURA 3.10: (*Izquerda*) Imagen profunda de la Nebulosa de Mairan, M 43, obtenida por Sergio Simón-Díaz, Jorge García-Rojas (IAC) y el autor usando el telescopio 2.5m INT. Es una combinación de imágenes en los filtros [O III]  $\lambda$ 5007 (azul), H $\alpha$  (verde) y [S II]  $\lambda$ 6731 (rojo). M 43 está ionizada por una estrella B1V ( $T_{eff} \simeq 32000$  K). (*Derecha*) Esquema de la estructura de ionización de la nebulosa, que es la distribución iónica estándar para regiones H II ionizadas por estrellas no muy calientes. Notar la ausencia en la emisión de [O III] en M 43 pero su importancia en la nebulosa vecina M 42 (azul, esquina superior derecha). Comparar con la Figura 3.6 derecha.

dentro de la nebulosa. Pero el oxígeno, a diferencia del hidrógeno, puede ionizarse varias veces. El segundo potencial de ionización del oxígeno es 35.11 eV. Este valor es mucho mayor que los primeros potenciales de ionización del hidrógeno y oxígeno, pero las estrellas más calientes emiten suficientes fotones para ionizar una fracción significativa del oxígeno a su segundo estado de ionización.

Podemos definir un esquema a dos zonas para tener en cuenta la estructura de ionización de la nebulosa (ver Figura 3.9, derecha). [O III] y todos los iones ionizados dos o más veces, tales como [S III], [Ne III] o [Ar IV], se localizan únicamente en las regiones más internas de las nebulosas ionizadas por estrellas calientes. Ésta sería la zona de alta ionización. Alrededor de esta región se encuentran [O II] y los iones ionizados sólo una vez, como [N II] o [S II], constituyendo la zona de baja ionización. Enfatizamos que las estrellas más frías no emiten suficientes fotones energéticos que realicen segundas ionizaciones, por lo que la zona de alta ionización es menos importante (Figura 3.10, derecha).

Como se dijo con anterioridad, el mecanismo principal para el enfriamiento de una región H II es la emisión de la radiación emitida por excitaciones colisionales de

iones y átomos metálicos. Como puede verse en las Figuras 3.7 y 3.8, sus líneas de emisión se localizan principalmente en el espectro óptico, aunque algunas de ellas también se sitúan en el infrarrojo o en el ultravioleta. Las líneas de emisión más brillantes producidas por excitación colisional son normalmente [OIII]  $\lambda$ 5007, [OIII]  $\lambda$ 4959, [OII]  $\lambda$ 3726 y [OII]  $\lambda$ 3729. La intensidad de cada línea metálica depende básicamente de dos factores:

- 1 La temperatura de la estrella ionizante,  $T_{eff}$ , como vimos antes.
- 2. La metalicidad del gas, Z. Al contrario de lo que uno podría esperar, la intensidad de las líneas metálicas no aumentan necesariamente con la metalicidad del gas. Esto es consecuencia de la propiedad de enfriamiento de los metales. Cuando la nebulosa se enfría, el número de electrones que pueden producir transiciones colisionales en el rango 1 3 eV desciende. Como podemos ver en la Figura 3.7, éstas son las energías necesarias para emitir un fotón de [OIII] λ5007 o [OIII] λ4959 y, por lo tanto, las intensidades de estas líneas disminuyen. El gas se enfría entonces básicamente a través de la emisión de las líneas infrarrojas de [OIII] 52 y 88 μm, cuyas intensidades ascienden drásticamente. Sin embargo, para abundancias bajas de oxígeno, 12+log(O/H)≤8.1, el enfriamiento del gas está dominado por la emisión libre-libre del hidrógeno, y las líneas de oxígeno siguen el comportamiento más intuitivo de ser menos intensas al disminuir la abundancia.

Este esquema sencillo es sólo una buena aproximación. En realidad, la distribución de temperatura de una región HII en función de la distancia desde la estrellas es un problema que tiene una solución difícil. Por ejemplo, la radiación dispersada por átomos e iones (la denominada *radiación difusa*) también debe tenerse en cuenta. Puede encontrarse una revisión de este problema en Stasinska (1996). En general, estrellas dentro de gas con baja metalicidad producirán regiones HII más calientes ( $T_e \approx 12000 - 15000$  K) que las estrellas inmersas en gas de alta metalicidad ( $T_e \approx 6000 - 8000$  K). La estructura de ionización de la nebulosa será más complicada en este segundo caso.

#### 3.8 Parámetro de ionización

Como acabamos de ver, en las regiones H II los metales muestran diferentes relaciones entre estados sólo una vez o varias veces ionizados, esto es, distinto grado de ionización. Así, el espectro de líneas de emisión de una nebulosa depende no sólo de la distribución espectral de energía del campo de radiación y de su metalicidad, sino también del grado de ionización (Shield 1986). El **parámetro de ionización** en un punto de la nebulosa depende básicamente de la *densidad* del gas y de la *dureza* (la fracción de fotones de alta energía) del espectro ionizante. Normalmente se define como (Stasiñska 2004)

$$U = \frac{Q(\mathrm{H}^0)}{4\pi R^2 n_e c},$$
 (3.21)

siendo c la velocidad de la luz. R es la distancia de la región considerada a la estrella ionizante. Para una nebulosa esférica con densidad y factor de llenado constantes y con una radiación ionizante a una temperatura efectiva dada, usando la Ecuación 3.18, encontramos que los cocientes medios entre iones es  $[Q(H^0)n_e\epsilon^2]^{1/3}$ . Esto significa que, para una composición química dada, cualquier combinación de  $Q(H^0)$ ,  $n_e$  y  $\epsilon$  que den el mismo valor de U proporcionará el mismo espectro de líneas de emisión<sup>10</sup>. Además, si la densidad se incrementa localmente, la ionización cae porque un número mayor de electrones produce más recombinaciones (ver Ecuación 3.20), aumentando la concentración de especies neutras (de baja ionización).

El parámetro de ionización se mide a partir del cociente entre la abundancia iónica de cada elemento, siendo lo más común usar el cociente  $O^{++}/O^+$ . Pero esto implica que ya tenemos una determinación previa de  $T_e$ , lo que no siempre es posible. En este caso, se suelen utilizar los denominados cocientes de excitación, que involucran dos o tres líneas de emisión brillantes y dependen fuertemente del grado de ionización (aunque también de  $T_e$  y de la abundancia).

Aunque las regiones H 11 poseen un amplio rango de abundancias y parámetros de ionización, su posición en diagramas involucrando distintos cocientes de excitación está bien determinada: todas ellas caen en una banda muy estrecha. Lo mismo ocurre cuando se consideran galaxias H II (ver Capítulo 4). Sin embargo, otros objetos en los que el gas está ionizado no por estrellas masivas sino por choques de vientos estelares, discos de acrecimiento o flujos de enfriamiento (es el caso de los Núcleos de Galaxias Activos, AGNS, y las Regiones de líneas de emisión de baja ionización, LINERS) se localizan lejos de las regiones HII en estos diagramas. La razón de este comportamiento es que los Agns y los Liners tienen un espectro de ionización mucho más duro que el de las estrellas calientes. Sin embargo, los denominados diagramas de diagnóstico no son relevantes para determinar ni la abundancia ni el parámetro de ionización, excepto quizás a abundancias muy altas (Kewley 2001). Este tipo de diagramas de diagnóstico fueron propuestos por primera vez por Baldwin, Phillips y Terlevich (1981), quienes apuntaron su utilidad para clasificar el mecanismo de excitación de las galaxias con líneas de emisión en starbursts (como regiones HII) o tipo AGN (ionizados por choques). Esta idea fue revisada por Osterbrock y de Robertis (1985), Dopita y Evans (1986) y especialmente por Veilleux y Osterbrock (1987), quienes proporcionaron una parametrización a algunos diagramas de diagnóstico de forma semiempírica, usando tanto datos observacionales extraídos de la literatura como una combinación de los modelos disponibles por entonces. Dopita et al. (2000) recalibró teóricamente los diagramas de diagnóstico en regiones H II extragalácticas usando nuevos modelos de poblaciones estelares y gas ionizado<sup>11</sup>. Siguiendo el mismo método, Kewley et al. (2001) presentaron los

<sup>&</sup>lt;sup>10</sup>Por ejemplo, una nebulosa con densidad  $n_e = 10^4 \text{ cm}^{-3}$  ionizada por una estrella con  $T_{eff} = 50\ 000 \text{ K}$  tendrá la misma estructura de ionización que una nebulosa con densidad  $n_e = 10^2 \text{ cm}^{-3}$  ionizada por cien estrellas de ese tipo.

<sup>&</sup>lt;sup>11</sup>Los modelos empleados para estas relaciones son los mismos que Kewley y Dopita (2002) utilizaron para el cálculo de abundancias de forma empírica, ver  $\S3.14.2$  y Apéndice B.



FIGURA 3.11: Diagramas de diagnóstico usando distintos cocientes de ionización. Las líneas continuas azules son los modelos de Dopita et al. (2000) para regiones H II extragalácticas, mientras que las líneas rojas discontinuas son los modelos de Kewley et al. (2001) para galaxias starburst. En todos los casos, objetos sobre o bajo las líneas se clasifican como del tipo H II (starbursts) mientras que los objetos localizados en la zona superior están principalmente excitados por choques (AGNS y LINERS).

mejores diagramas de diagnóstico disponibles en la actualidad para galaxias *starbursts*, que incluían modelos estelares con pérdida de masa a través de vientos de estrellas WR y asumen que un brote continuo de formación estelar es más preciso que un brote instantáneo. Las relaciones analíticas de Kewley et al. (2001) son:

$$\log \frac{[\text{O III}]}{\text{H}\beta} = \frac{0.61}{\log \frac{[\text{N II}]}{\text{H}\alpha} - 0.47} + 1.19, \tag{3.22}$$

$$\log \frac{[O\,III]}{H\beta} = \frac{0.72}{\log \frac{[S\,II]}{H\alpha} - 0.32} + 1.30,\tag{3.23}$$

$$\log \frac{[\text{O III}]}{\text{H}\beta} = \frac{0.73}{\log \frac{[\text{O I}]}{\text{H}\alpha} + 0.59} + 1.33.$$
(3.24)

Estas expresiones, representadas en la Figura 3.11, son algo diferentes de las presentadas por Dopita et al. (2000) para regiones HII extragalácticas usando los mismos modelos. La forma de cada región estrecha se ajusta muy bien con una hipérbola rectangular. Los objetos *sobre* o ligeramente *bajo* estas regiones estrechas están ionizadas por estrellas, por lo que son regiones HII típicas. Sin embargo, los objetos excitados por choques se localizan considerablemente lejos de estas relaciones, situándose en la zona superior derecha de estos diagramas. Notar que en muchas galaxias puede haber una mezcla entre ambos mecanismos. Los diagramas de diagnóstico son una de las primeras pruebas que todo modelo teórico debe reproducir, por lo que se usan frecuentemente (i.e., Stasińska y Leitherer 1996; Stasińska, Schaerer y Leitherer 2001, ver  $\S4.7.4$ ).

## 3.9 Efecto del polvo

Una parte de los metales del ISM no se encuentra como átomos, iones o pequeñas moléculas, sino como moléculas grandes. Estas partículas, creadas en las atmósferas de estrellas pertenecientes a la rama asintótica de los gigantes (AGB) o en supernovas (Mathis 1990), comprenden el **polvo interestelar**. Es muy abundante en las nubes moleculares, especialmente en sus regiones más densas, precisamente en las regiones en las que nacen las estrellas. Los datos infrarrojos proporcionados por el satélite IRAS (*Infrared Astronomical Satellite*) permitió identificar tres componentes básicos en el polvo interestelar (Calzetti et al. 1995):

- 1. Moléculas grandes, que tienen un tamaño de unos 10 Å,
- 2. Granos pequeños, con tamaños entre 50 y 100 Å. Junto con las moléculas grandes, explican la emisión en FIR a 12 y 25  $\mu$ m, además de parte de la emisión a 60  $\mu$ m. Ambos tipos no se encuentran en equilibrio térmico con el medio circundante, pero son calentados por procesos de absorción de un sólo fotón hasta alcanzar temperaturas de varios cientos de grados. Las moléculas grandes y los granos pequeños se destruyen dentro de las regiones H II porque absorben todos los fotones Uv (que produce un importantes descenso de la emisión en 12  $\mu$ m, Boulanger et al. 1988).
- 3. Granos grandes, que tienen un tamaño mayor a 100 Å y se detectan por su emisión de 60 y 100 μm. Se calientan por la emisión interestelar difusa hasta temperaturas entre 15 y 20 K, denominándose como polvo frío. Sin embargo, dentro dentro de las regiones HII se calientan por la radiación ionizante de estrellas OB, alcanzando los 30 50 K. Esta radiación se denomina de polvo templado. Por esta razón, las galaxias que albergan fuertes brotes de formación estelar son muy brillantes en infrarrojo lejano. La luminosidad en FIR puede emplearse como un indicador muy fiable de la actividad de formación estelar en estos sistemas, como veremos en §4.5 y Apéndice C.

Por lo tanto, el polvo se calienta y se destruyen dentro de las regiones HII, modificando el balance energético del gas porque absorbe fotones ionizantes. Aunque el efecto de polvo sobre la temperatura electrónica no es importante, sí provoca un descenso de las intensidades de las líneas, especialmente evidente en las líneas de Balmer del hidrógeno. Además, el polvo absorbe la mayoría de los fotones de Ly $\alpha$ dentro de las regiones HII (Kunth et al. 1998). Pero el polvo también dispersa fotones. En regiones en las que las estrellas calientes se localizan cerca de nubes densas de gas, la luz dispersada por el polvo puede observarse directamente. Este tipo de nubes se conocen como nebulosas de reflexión. Un bonito ejemplo se observa en la Figura 3.12.



FIGURA 3.12: Imagen en falso color de la nebulosa Trífida, M 20, obtenida por Sergio Simón-Díaz (IAC), Jorge García-Rojas (IAC) y el autor usando la WFC en 2.5m INT. El campo de visión es de 25'×22'. Los colores corresponden a filtros [O III]  $\lambda$ 5007 (azul), H $\alpha$  (verde) y [S II]  $\lambda$ 6731 (rojo). Los efectos del polvo en esta región H II son considerables: se observan unas regiones alargadas densas y oscuras de gas no ionizado sobre el cuerpo principal de M 20. Observar la nebulosa de reflexión (en azul, aunque no es por emisión de [O III] sino por la emisión del continuo, más brillante en esta banda) a la izquierda de la imagen.

# 3.10 Cálculo de la extinción y el enrojecimiento

El polvo no está sólo presente *dentro* del gas ionizado, sino también en *la línea de visión* desde la nebulosa al observador. Como consecuencia de las absorciones y dispersiones de fotones por el polvo, los cocientes entre las intensidades de dos líneas de emisión del espectro observado de una región H II no son los que realmente se observarían dentro de la nebulosa. Para un correcto análisis de las propiedades físicas y químicas de las regiones H II es fundamental corregir este efecto.

Comentamos en el apartado anterior que el polvo disminuye las intensidades de las líneas de emisión, pero la extinción depende de la longitud de onda. Los fotones con longitudes de onda más cortas se absorben y dispersan más veces que los fotones con longitudes de onda más largas. Este efecto se denomina enrojecimiento precisamente porque el rango rojo del espectro es el menos afectado. El Apéndice A está dedicado a explicar cómo corregir los datos fotométricos y espectroscópicos tanto de extinción interestelar como de enrojecimiento.

#### **3.11** Cálculo práctico de $T_{\rm e}$

La temperatura electrónica del gas ionizado es uno de los principales parámetros de una región H II, siendo fundamental para determinar abundancias químicas a partir de las líneas de excitación colisional. Vimos en §3.6 que los iones con una configuración electrónica del tipo  $p^2$ , como aquellos mostrados en la Figura 3.7, pueden emplearse para calcular  $T_e$ . La justificación es que la transición  ${}^{1}S_{0} \rightarrow {}^{1}D_{2}$  tiene una mayor dependencia en  $T_e$  que la transición  ${}^{1}D_{2} \rightarrow {}^{3}P_{2,1}$ . Suponiendo que  ${}^{3}P_{2,1}$  es un único nivel, el cociente entre dos líneas se expresa como

$$\frac{S_{21}}{S_{32}} = 1 + \frac{\Omega_{12}}{\Omega_{13}} \frac{A_{31} + A_{32}}{A_{32}} e^{\Delta E_{32}/kT_e}.$$
(3.25)

Insertando los valores numéricos de las fuerzas de colisión y las probabilidades de transición para cada ion (ver Osterbrock, 1989) y despreciando el 1 en el término derecho, obtenemos una expresión de  $T_e$  en función del cociente de líneas de emisión. El caso más común es usar las líneas de [O III]. Para este ion:

$$\frac{I(\lambda 4959) + I(\lambda 5007)}{I(\lambda 4363)} = \frac{8.32 \exp\left(\frac{3.29 \times 10^4}{T_e}\right)}{1 + 4.5 \times 10^{-4} \frac{n_e}{T_e^{1/2}}}.$$
(3.26)

Observar que, para las densidades y las temperaturas electrónicas típicas en regiones H II ( $n_e \sim 100 \text{ cm}^{-3}$ ,  $T_e \sim 10000 \text{ K}$ ), se puede despreciar el denominador<sup>12</sup>. Representamos esta función en el panel izquierdo de la Figura 3.13. T(O III) se conoce normalmente como la temperatura electrónica de alta ionización ya que, como vimos en §3.7, este ion se localiza en la región interna de la nebulosa. Otros iones que pueden emplearse para estimar la temperatura electrónica de alta excitación son [S III] a través del cociente  $[I(\lambda 9069) + I(\lambda 9532)]/I(\lambda 6312)$  y [Ar III] con el cociente  $[I(\lambda 7136) + I(\lambda 7751)]/I(\lambda 5192)$ .

Se pueden emplear otros iones, como [NII], [SII] y [OII], para determinar la temperatura electrónica de baja excitación. En analogía a  $T_e(OIII)$ , podemos escribir la siguiente relación involucrando las líneas de [NII] (Osterbrock, 1989):

$$\frac{I(\lambda 6548) + I(\lambda 6583)}{I(\lambda 5755)} = \frac{7.53 \exp\left(\frac{2.50 \times 10^4}{T_e}\right)}{1 + 2.7 \times 10^{-3} \frac{n_e}{\pi^{1/2}}}.$$
(3.27)

<sup>&</sup>lt;sup>12</sup>Insertando estos valores, el denominador es  $(1 + 4.5 \times 10^{-4} 100/10^{4/2}) = 1.00045 \sim 1$ , por lo que la temperatura electrónica se puede calcular con  $T_e \simeq 3.29 \times 10^4 \times \ln^{-1} \left(\frac{\operatorname{ratio[O\,III]}}{8.32}\right)$ .



FIGURA 3.13: Cocientes de intensidades de líneas de emisión en función de la temperatura electrónica,  $T_e$ , para  $n_e=100 \text{ cm}^{-3}$ . En el panel izquierdo se indican los cocientes empleados normalmente para determinar la temperatura de alta excitación, mientras que en el panel derecho se recogen los cocientes usados para calcular la temperatura de baja excitación.

Esta función se representa en el panel derecho de la Figura 3.13, al igual que otras funciones similares usando [O II] a través del cociente  $[I(\lambda 3727)+I(\lambda 3729)]/[I(\lambda 7319)+I(\lambda 7330)]$  y [S II] mediante el cociente  $[I(\lambda 6716)+I(\lambda 6731)]/[I(\lambda 4068)+I(\lambda 4076)]$ .

En la mayoría de los casos, especialmente analizando regiones H II extragalácticas, sólo se detecta<sup>13</sup> la línea de emisión auroral de [O III]  $\lambda$ 4363, por lo que es necesario el uso de una relación entre  $T_e$ (O III) y  $T_e$ (O II). Basándose en modelos de fotoionización, Stasiñska (1990) encontró:

$$t(O II) = \frac{2}{t(O III)^{-1} + 0.8},$$
(3.28)

donde  $t = T_e/10^4$ . Otra relación muy empleada es la ofrecida por Garnett (1992),

$$T_e(O \ \text{II}) = 0.7 \times T_e(O \ \text{III}) + 3000,$$
 (3.29)

que es la utilizada en la calibración empírica de Pilyugin (2001a,b). Ambas expresiones se representan en la Figura 3.14. No obstante, existen dos limitaciones importantes al uso de los cocientes entre líneas nebulares/aurorales para la determinación de  $T_{\rm e}$ :

- 1. La posibilidad de la existencia de *fluctuaciones de temperatura* o gradientes dentro de la nebulosa, que provocaría una sobreestimación de  $T_{\rm e}$  y, por tanto, subestimación de las abundancias. Discutiremos este aspecto en §3.16.
- 2. La desaparición de las líneas aurorales. En la práctica, es el problema principal, puesto que las líneas aurorales como  $[O III] \lambda 4363$  o  $[N II] \lambda 5755$ , poseen intensidades que són sólo  $\sim 1-5\%$  las de las líneas nebulares brillantes. Así, su

 $<sup>^{13}</sup>$ Muchas veces, sobre todo a alta metalicidad, esta línea tampoco es observada, por lo que es necesario recurrir a métodos empíricos para estimar  $T_e$ , ver §3.14.2 y Apéndice B.



FIGURA 3.14: (*Izquierda*) Relaciones entre la temperatura electrónica de baja excitación, representada por  $T_e(O II)$ , y la de alta excitación, representada por  $T_e(O III)$ , siguiendo los modelos de fotoionización de Stasińska (1990) y la relación empírica de Garnet (1992). Ambas temperaturas poseen valores idénticos para 10 000 K (siguiendo a Garnet, 1992) y para 12 500 K (siguiendo Stasińska, 1990). (*Derecha*) Cocientes de intensidades en función de la densidad electrónica,  $n_e$ . Notar los límites de alta y baja densidades para cada caso.

observación y medida es mucho más difícil, especialmente en objetos con bajo brillo superficial. Además, la emisividad de las líneas aurorales decrecen al descender  $T_e$  (y, por lo tanto, al aumentar la metalicidad) siendo prácticamente inobservables cuando  $T_e \leq 7500$  K. Para resolver este problema, se han ido desarrollando los denominados métodos empíricos. Debido a su importancia en el análisis de objetos extragalácticos, serán descritos en §3.14.2 y Apéndice B.

## **3.12** Determinación práctica de $n_{\rm e}$

La densidad electrónica del gas ionizado también puede calcularse a partir de cocientes entre líneas de emisión. Es este caso, se emplean especies iónicas con configuración electrónica  $p^3$ , como [SII] o [OII] (ver Figura 3.8). Despreciando los niveles superiores, el cociente entre las transiciones  ${}^2D_{5/2} \rightarrow {}^4S_{3/2}$  y  ${}^2D_{3/2} \rightarrow {}^4S_{3/2}$  es una función de la densidad electrónica. Considerando el caso del límite de baja densidad,  $n_e \rightarrow 0$ , en el que cada excitación colisional es seguida por la emisión de un fotón (ver §3.1), se encuentra que

$$\frac{S_{31}}{S_{32}} = \frac{A_{31}}{A_{32} + \frac{\Omega_{12}}{\Omega_{12}}(A_{31} + A_{32})e^{\Delta E_{23}/kT}} \approx \frac{\Omega_{13}}{\Omega_{12}},$$
(3.30)

donde hemos despreciado el valor de la exponencial porque  $E_{23}$  es muy pequeño y asumido que  $A_{31} \gg A_{32}$ . Usando los valores de las fuerzas de colisión para el ion S<sup>+</sup>, encontramos que  $S_{31}/S_{32} = 1.42$  en el límite de baja densidad. Por otro lado, en el límite de alta densidad,  $n_e \rightarrow \infty$ , dominan las excitaciones y desexcitaciones

colisionales, por lo que se tiene un cociente de poblaciones de Boltzmann,

$$\frac{S_{31}}{S_{21}} = \frac{A_{31}}{A_{21}} \frac{g_3}{g_2} e^{-\Delta E_{23}/kT} \approx \frac{A_{31}}{A_{21}} \frac{g_3}{g_2}.$$
(3.31)

Para el ion S<sup>+</sup>, el valor de este cociente en el límite de alta densidad es  $S_{31}/S_{32} = 0.44$ . En el caso real el cociente  $S_{31}/S_{32}$  posee valores comprendidos entre estos dos límites. Así, la densidad es una función monótona del cociente de intensidades, que depende débilmente de  $T_{\rm e}$ . En la Figura 3.14 (derecha) representamos el cociente de intensidades de varios iones, [S II]  $\lambda 6716/\lambda 6731$ , [O II]  $\lambda 3726/\lambda 3729$ , [N I]  $\lambda 5198/\lambda 5200$  y [Cl III]  $\lambda 5517/\lambda 5537$ , en función de la densidad electrónica,  $n_e$ , del gas ionizado. Observar los límites de alta y baja densidad en cada caso. Con esta figura es evidente la dificultad de determinar densidades inferiores a 100 cm<sup>-3</sup> y mayores de  $\sim 10^4$  cm<sup>-3</sup>. En realidad, el límite de baja densidad se encuentra bastante a menudo en regiones H II extragalácticas; para esos casos consideraremos  $n_e=100$  cm<sup>-3</sup>.

Castañeda et al. (1992) proporcionan una fórmula analítica entre  $n_e$  y el cociente [S II]  $\lambda 6716/\lambda 6731$  usando el átomo a cinco niveles,

$$\frac{S_{31}}{S_{21}} = \frac{I(\lambda 6717)}{I(\lambda 6731)} = 1.45 \frac{1+4.18x}{1+13.42x},$$
(3.32)

donde  $x = 10^{-6}n_eT_e^{1/2}$ . Para convertir los cocientes de líneas en temperaturas o densidades, es necesario conocer las separaciones de energía de los niveles, sus pesos estadísticos, y los ritmos de excitación y desexcitación radiativos y colisionales (ver Ecuaciones 3.25, 3.30 y 3.31). Afortunadamente, podemos hacer uso del programa que reproduce un átomo con cinco niveles originariamente escrito por de Robertis et al. (1987) e incorporado por Shaw y Dufour (1995) en el paquete nebular de IRAF. Este programa tiene la ventaja adicional de que los autores actualizan los datos atómicos, o incluso el usuario puede modificarlos en su versión local.

#### 3.13 Abundacias químicas del gas ionizado

Podemos determinar las abundancias de los iones observados en las regiones H II a partir de las intensidades relativas de sus líneas de emisión. La abundancia química de un ion  $X^{+i}$  se define como

$$\frac{n(X^{+i})}{n(H^{+})} = \frac{X^{+i}}{H^{+}}.$$
(3.33)

Todas las líneas de emisión nebular, excepto las pertenecientes a la serie de Lyman de HI y, en casos muy particulares, las líneas de Balmer de HI, son ópticamente delgadas<sup>14</sup>. Por lo tanto, sus intensidades reflejan la distribucion iónica dentro de

<sup>&</sup>lt;sup>14</sup>Así, el análisis de abundancias a partir de líneas de emisión nebular no sufre de los complicados efectos de curvas de crecimiento encontrandos en el análisis de las atmósferas estelares.

las nebulosas. Si  $j_l$  es el ritmo de emisión por unidad de volumen de una línea de emisión l (en unidades de erg cm<sup>-3</sup> s<sup>-1</sup>) resultante de una transición entre un nivel superior n a un nivel inferior n', su intensidad a lo largo de la línea de visión a través de la nebulosa puede expresarse, empleando la Ecuación 3.11, como:

$$I_l = \int j_l dS = \int n_i n_e \epsilon_l(T_e) dS, \qquad (3.34)$$

siendo  $n_i$  la densidad del ion responsable de la emisión y  $\epsilon_l$  la emisividad de la línea (en unidades de erg cm<sup>3</sup> s<sup>-1</sup>). Para una línea de recombinación, la emisividad puede expresarse usando el *coeficiente de recombinación efectivo*,  $\alpha_l^{eff}(T_e)$  (que es la suma de todos los coeficientes de recombinación directos al nivel superior y todos los niveles mayores, multiplicado por la probabilidad de que un átomo o ion en cada uno de estos niveles emita un fotón con energía  $h\nu_l$ ), como

$$\epsilon_{l,REC}(T_e) = h\nu_l \frac{\alpha_l^{eff}(T_e)}{4\pi},\tag{3.35}$$

Así, la intensidad de una línea de recombinación es

$$I_{l,REC} = \frac{h\nu_l}{4\pi} \int n_i n_e \alpha_l^{eff}(T_e) dS, \qquad (3.36)$$

donde  $\epsilon_{l,REC}(T_e) \propto T_e^{-m}$  (Osterbrock 1989), siendo  $m \approx 1$ . Por ejemplo, para H $\beta$ , m = 0.90 y para HeI  $\lambda$ 5876, m = 1.13. Así, la intensidad de una línea de recombinación tiene poca dependencia con la temperatura electrónica. En concreto, la intensidad de H $\beta$  viene dada por

$$I_{\mathrm{H}\beta} = \frac{h\nu_{\mathrm{H}\beta}}{4\pi} \int n_p n_e \alpha_{\mathrm{H}\beta}^{eff}(\mathrm{H}^0, T_e) dS.$$
(3.37)

Sin embargo, la emisividad de una línea de excitación colisional en el límite de baja densidad y usando la Ecuación 3.10 es

$$\epsilon_{l,CEL}(T_e) = \frac{h\nu_l}{4\pi} q_{nn'}^e b = \frac{h\nu_l}{4\pi} b \frac{8.629 \times 10^{-6}}{T_e^{1/2}} \frac{\Omega_{n'n}(T_e)}{g_{n'}} e^{-\Delta E_{nn'}/kT_e}, \qquad (3.38)$$

donde  $\Omega_{n'n}$  es la fuerza de colisión,  $g_{n'}$  el peso estadístico del nivel inferior,  $\Delta E_{nn'} = h\nu_l$  la diferencia de energía entre los dos niveles y b la fracción de excitaciones al nivel n' que son seguidos por la emisión de un fotón en la línea considerada. Como vemos, en este caso la emisividad es  $\epsilon_{l,CEL}(T_e) \propto \frac{e^{-\Delta E_{nn'}/kT_e}}{\sqrt{T_e}}$ , y por lo tanto la intensidad de las líneas de excitación colisional tienen una dependencia fuerte con la temperatura electrónica. Para determinar  $\epsilon_{l,CEL}$  es necesario conocer  $n_{i,n}/n_i$ , por lo que las ecuaciones de equilibrio estadístico para la población de los niveles (Ecuación 3.9) también debe resolverse. La intensidad de una línea de excitación colisional puede determinarse con

$$I_l = \frac{h\nu_l}{4\pi} \int n_{i,n} A_{nn'} dS.$$
(3.39)

Dividiendo la intensidad de la línea de excitación colisional entre la intensidad de H $\beta$  (la línea de recombinación que se toma como referencia en los estudios nebulares) encontramos que

$$\frac{I_l}{I_{\mathrm{H}\beta}} = \frac{\frac{h\nu_l}{4\pi} \int n_{i,n} A_{nn'} dS}{\frac{h\nu_{\mathrm{H}\beta}}{4\pi} \int n_e n_p \alpha_{\mathrm{H}\beta}^{eff} dS} = \frac{\nu_l n_{i,n} A_{nn'}}{\nu_{\mathrm{H}\beta} n_p n_e \alpha_{\mathrm{H}\beta}^{eff}} = \frac{n_i}{n_p} \frac{\nu_l \frac{n_{i,n}}{n_i} A_{nn'}}{\nu_{\mathrm{H}\beta} n_e \alpha_{\mathrm{H}\beta}^{eff}},$$
(3.40)

por lo que la abundancia iónica puede expresarse como

$$\frac{\mathbf{X}^{+\mathbf{i}}}{\mathbf{H}^{+}} = \frac{n_{i}}{n_{p}} = \frac{I_{l}}{I_{\mathrm{H}\beta}} \frac{\lambda_{l}}{\lambda_{\mathrm{H}\beta}} \frac{n_{e} \alpha_{\mathrm{H}\beta}^{e_{I} f_{J}}}{A_{nn'} \frac{n_{i,n}}{n_{i}}} = \frac{I_{l}}{I_{\mathrm{H}\beta}} \times \frac{j_{\mathrm{H}\beta}}{j_{l}}.$$
(3.41)

De esta manera, podemos determinar las abundancias iónicas comparando la intensidad de una línea de emisión producida por ese ion con una línea de recombinación de HI y después comparar con el cociente de emisividades teóricas. Así

$$\frac{\mathbf{X}^{+\mathbf{i}}}{\mathbf{H}^{+}} = \frac{I_l}{I_{\mathbf{H}\beta}} \times f(T_e, n_e) \tag{3.42}$$

donde  $f(T_e, n_e)$  es una función fuerte de  $T_e$  gobernada por la exponencial de la Ecuación 3.38. Siguiendo el procedimiento estándar, podemos suponer el esquema a dos zonas explicado en §3.7, adoptando  $T_e(O III)$  para iones de alto potencial de ionización como O<sup>++</sup>, Ne<sup>++</sup> o S<sup>++</sup>; y  $T_e(O II)$  o  $T_e(N II)$  para iones de bajo potencial de ionización como O<sup>+</sup>, N<sup>+</sup>, S<sup>+</sup> o Fe<sup>++</sup>. La abundancia total es la suma de todas las abundancias iónicas involucrando a ese elemento,

$$\frac{N(\mathbf{X})}{N(\mathbf{H})} = \sum_{i=0}^{m} \frac{N(\mathbf{X}^{+i})}{N(\mathbf{H}^{+})}.$$
(3.43)

Las abundancias químicas se expresan en unidades logarítmicas siguiendo el criterio

Abundancia = 
$$12 + \log \frac{X}{H}$$
. (3.44)

Muchas veces también es útil expresar el cociente de algunos elementos con respecto al oxígeno, i.e., N/O, S/O, Ne/O, Ar/O, Fe/O, también en unidades logarítmicas. Esto tiene la ventaja de que, como las abundancias iónicas se han determinado a partir de dos líneas de excitación colisional (e.g.  $N^+/O^+$ ), estos cocientes no son tan dependientes de la temperatura electrónica. En otras ocasiones, las abundancias químicas se expresan con respecto al valor solar. La notación estándar es

$$[X/H] \equiv \log(X/H) - \log(X/H)_{\odot}, \qquad (3.45)$$

empleándose normalmente el oxígeno (para nebulosas y galaxia) o el hierro (para estrellas) para denotar la *metalicidad* de un objeto. Otros cocientes, como [O/Fe], se definen de igual manera. En la Tabla 3.2 tabulamos las abundancias solares para los elementos más comunes encontrados en el análisis nebular.

TABLA 3.2: Abundancias solares de los elementos más comunes. Datos extraídos de Asplund, Grevesse y Sauval (2005), excepto las fracciones de masa (Grevesse y Sauval 2000).

| Elemento           | Н      | He     | С        | Ν        | О        | Ne       | S        | Cl       | Ar       | Fe       |
|--------------------|--------|--------|----------|----------|----------|----------|----------|----------|----------|----------|
| $12 + \log(X/H)$   | 12.00  | 10.93  | 8.39     | 7.78     | 8.66     | 7.84     | 7.14     | 5.50     | 6.18     | 7.45     |
| Error              | -      | 0.01   | 0.05     | 0.06     | 0.05     | 0.06     | 0.05     | 0.30     | 0.05     | 0.05     |
| $\log \frac{X}{O}$ | 3.34   | 2.27   | -0.27    | -0.88    | 0        | -0.86    | -1.52    | -3.16    | -2.48    | -1.21    |
| Frac. de masa      | 0.7347 | 0.2483 | 2.899E-3 | 8.494E-4 | 7.885E-3 | 1.768E-3 | 4.996E-4 | 8.171E-6 | 7.314E-5 | 1.287E-3 |

En resumen, una vez corregidos los cocientes de líneas de emisión por enrojecimiento y estimadas las temperaturas y densidades electrónicas, podemos proceder al cálculo de las abundancias químicas del gas ionizado. Las abundancias iónicas determinadas a partir de líneas de recombinación (e.g.  $He^+/H^+$ ) tienen muy poca dependencia de la temperatura, pero aquellas obtenidas a través de líneas de excitación colisional (e.g.  $O^{++}/H^+$ ) sí poseen una fuerte dependencia en  $T_e$  y, así, sus incertidumbres estarán dominadas por la incertidumbre en  $T_e$ . Éste es el denominado **método directo** para el cálculo de abundancias ya que tenemos una estimación directa de  $T_e$ . Sin embargo, como ya se ha señalado anteriormente, esto no suele ser normal en regiones H II extragalácticas, sobre todo a altas metalicidades, por lo que se deben recurrir a **métodos empíricos**. Discutiremos ambos procedimientos a continuación.

## 3.14 Determinación de las abundancias totales

#### 3.14.1 El método directo

El método directo consiste esencialmente en resolver el problema del átomo de cinco niveles para cada ion a una determinada  $T_{\rm e}$  aplicando el procedimiento explicado con anterioridad, y finalmente sumar todas las abundancias iónicas para obtener la total. Sin embargo, desgraciadamente muchas veces las líneas de alguna especie iónica de un elemento se localizan en el Uv y/o IR, o son demasiado débiles en el óptico para medirse apropiadamente. El mejor método para solucionar estos problemas sería observar en todo el rango espectral, pero esto no suele realizarse por limitaciones instrumentales, e imposible en el Uv porque la atmósfera terrestre absorbe completamente estas frecuencias, por lo que se requieren telescopios espaciales. El método alternativo consiste en usar los denominados factores de corrección por ionización, *ICF* (del inglés, *ionization correction factors*), que tienen en cuenta la contribución de todas las especies iónicas observadas con respecto a la abundancia total. La última ecuación se puede escribir ahora como

$$\frac{N(\mathbf{X})}{N(\mathbf{H})} = icf \times \sum_{OBSERVADOS} \frac{N(\mathbf{X}^{+i})}{N(\mathbf{H}^{+})}.$$
(3.46)

Peimbert y Costero (1969) presentaron el primer esquema para cuantificar *ICF*s de distintas especies. Estos autores supusieron la similitud entre potenciales de ionización de iones observados y no detectados. Hoy día, los *ICF*s se suelen calcular a través de modelos de fotoionización, que incluso proporcionan expresiones analíticas para la temperatura electrónica y para las abundancias de los elementos más comunes (i.e., Izotov et al. 2006). Estudiemos cada elemento de forma separada.

HIDRÓGENO: Todas las abundancias se calculan *con respecto al* hidrógeno<sup>15</sup>. Las tareas del paquete nebular desarrollado para IRAF por Shaw y Dufour (1995) emplean la siguiente ecuación para determinar la emisividad de H $\beta$ :

$$4\pi j_{\mathrm{H}\beta} = 1.186 \times 10^{-21} n_e n_p T_e^{-0.983} \times 10^{-424/T_e}, \qquad (3.47)$$

que se calcula para la misma temperatura del ion especificado. Esta ecuación se adaptó de una relación dada por Aller (1984) a los cálculos de Brocklehurst (1971), y tiene una precisión de alrededor del 4% para densidades electrónicas inferiores a  $10^6 \text{ cm}^{-3}$ . En la Tabla A.3 se recogen valores de  $j_{\text{H}\beta}$  para un amplio rango de  $T_{\text{e}}$ .

**HELIO:** En la mayoría de los casos, hemos determinado el cociente  $He^+/H^+$  a partir de la intensidad de la línea de HeI  $\lambda$ 5876, empleando las emisividades de Smith et al. (1996). Excepto para el caso de NGC 5253 (ver Capítulo 9) no consideramos efectos de auto-absorción, pero sí hemos corregido por contribuciones colisionales siguiendo los cálculos de Benjamin et al. (2002). Estos autores desarrollaron un programa que proporciona la emisividad de una línea de helio, j(HeI), dadas las densidadades y temperaturas electrónicas y la profundidad óptica. Usando los datos proporcionados por este programa, hemos realizado un ajuste logarítmico a j(HeI) en función de  $T_e$  a las líneas más importantes de HeI, siguiendo la forma

$$j_{\lambda}(\text{He I}) = A_{\text{He I}} \times T_e^{B_{\text{He I}}}.$$
(3.48)

Los coeficientes  $A_{\rm He\,I}$  y  $B_{\rm He\,I}$  obtenidos para caso se muestran en la Tabla 3.3 y se calcularon suponiendo  $n_e = 100 \text{ cm}^{-3}$  y  $\tau = 0$ . La abundancia iónica de helio se puede entonces conocer aplicando la ecuación

$$\frac{N(\mathrm{He}^+)}{N(\mathrm{H}^+)} = \frac{I(\mathrm{He})}{I(\mathrm{H}\beta)} \times \frac{j(\mathrm{H}\beta)}{j(\mathrm{He\,I})},\tag{3.49}$$

donde se asume  $I(H\beta)=1$ . Para determinar la abundancia de helio total, despreciando la contribución de He<sup>++</sup>, es necesario conocer la cantidad de helio neutro. Peimbert et al. (1992) estimaron este valor suponiendo que el helio se encuentra neutro en las regiones donde el azufre está una vez ionizado, i.e.,

$$\frac{N(\text{He}^{0})}{N(\text{He})} = \frac{N(\text{S}^{+})}{N(\text{S})}.$$
(3.50)

 $<sup>^{15}</sup>$ La cantidad total de hidrógeno puede calcularse mediante otros métodos, por ejemplo, la masa total de hidrógeno ionizado se determina a partir de imágenes en H $\alpha$  calibradas en flujo (ver §5.2.3), la masa total de hidrógeno neutro se calcula a partir de observaciones en radio de la línea de 21 cm de H I (ver §5.4.1) y la masa de hidrógeno molecular puede determinarse a partir de observaciones milimétricas de la molécula de CO.

TABLA 3.3: Emisividad de las líneas de helio más usuales siguiendo la parametrización mostrada en la Ecuación 3.48, asumiendo  $n_e = 100 \text{ cm}^{-3} \text{ y} \tau = 0$ . También se indican los números cuánticos de las transiciones que describen cada línea de He I (en la forma  $n_{low}^{2s+1} L_{low} - n_{up}^{2s+1} L_{up})$  y  $g_s = 2s + 1$  (que es 1 para transiciones singletes y 3 para transiciones tripletes).

| λ    | Transición       | $g_s$ | $n_{up}$ | $l_{up}$ | $n_{low}$ | $l_{low}$ | $A_{\mathrm{HeI}}$      | $B_{ m He\ I}$ |
|------|------------------|-------|----------|----------|-----------|-----------|-------------------------|----------------|
| 3889 | $2^3$ S $-3^3$ P | 3     | 3        | 1        | 2         | 0         | $7.236 \times 10^{-23}$ | -0.6800        |
| 4026 | $2^{3}P-5^{3}D$  | 3     | 5        | 2        | 2         | 1         | $1.390 \times 10^{-22}$ | -0.9214        |
| 4471 | $2^{3}P-4^{3}D$  | 3     | 4        | 2        | 2         | 1         | $4.184 \times 10^{-22}$ | -0.9573        |
| 4713 | $2^{3}P-4^{3}S$  | 3     | 4        | 0        | 2         | 1         | $2.994 \times 10^{-25}$ | -0.4154        |
| 4922 | $2^{1}P-4^{1}D$  | 1     | 4        | 2        | 2         | 1         | $1.361 \times 10^{-22}$ | -0.9793        |
| 5016 | $2^{1}S-3^{1}P$  | 1     | 3        | 1        | 2         | 0         | $3.851 \times 10^{-23}$ | -0.7604        |
| 5876 | $2^{3}P-3^{3}D$  | 3     | 3        | 2        | 2         | 1         | $3.255 \times 10^{-21}$ | -1.0700        |
| 6678 | $2^{1}P-3^{1}D$  | 1     | 3        | 2        | 2         | 1         | $1.186 \times 10^{-21}$ | -1.0972        |
| 7065 | $2^3$ P $-3^3$ S | 3     | 3        | 0        | 2         | 1         | $2.349 \times 10^{-24}$ | -0.4735        |
| 7281 | $2^{1}P-3^{1}S$  | 1     | 3        | 0        | 2         | 1         | $1.646 \times 10^{-24}$ | -0.5647        |
|      |                  |       |          |          |           |           |                         |                |

Así

$$\frac{N(\text{He})}{N(\text{H})} = icf(\text{He}^+)\frac{N(\text{He}^+)}{N(\text{H})} = \left[1 + \frac{N(\text{S}^+)}{N(\text{S}) - N(\text{S}^+)}\right]\frac{N(\text{H}^+)}{N(\text{H})}.$$
(3.51)

Se pueden obtener otros *ICF*s para el helio con modelos de fotoionización, como los presentados por Stasiñska (1990).

**OXÍGENO:** La única especie em la que podemos calcular la abundancia total sin emplear *ICF*s es el oxígeno porque las líneas de emisión de [OII] y [OIII] (los dos únicos estados de ionización que suele presentar este elemento en regiones HII) se detectan en el espectro óptico. Como ya se comentó, las líneas prohibidas de oxígeno son, junto con H $\alpha$  y H $\beta$ , las más brillantes en todo el espectro nebular. Así, podemos simplemente asumir

$$\frac{N(O)}{N(H)} = \frac{N(O^+)}{N(H^+)} + \frac{N(O^{++})}{N(H^+)},$$
(3.52)

porque no es necesario tener en cuenta la contribución del oxígeno neutro. La razón de este hecho es que los primeros potenciales de ionización del oxígeno y el hidrógeno son muy similares (ver Tabla 3.1), localizándose prácticamente todo el  $O^0$  *fuera* de la nebulosa, por lo que su contribución es despreciable. Sin embargo, si el gas está muy excitado, debe considerarse la contribución de  $O^{+3}$  midiendo las líneas de emisión de [OIV]. Éste es el caso típico de las nebulosas planetarias, donde también se detectan líneas de emisión de HeII. Ciertamente, detectamos la línea de emisión de HeII  $\lambda$ 4686 en algunos espectros de las galaxias analizadas en esta tesis. Sin embargo, su debilidad implica sólo una cantidad despreciable de  $O^{3+}$  en la nebulosa (menos de 0.01 dex). Además, esta línea debe originarse en las atmósferas en expansión de las estrellas WR y no en toda su extensión, por lo que no hemos considerado la contribución de  $O^{+3}$  en el cálculo de la abundancia total de oxígeno.

NITRÓGENO: En el caso del nitrógeno, hemos empleado el factor de corrección por ionización estándar de Peimbert y Costero (1969),

$$N/O = N^+/O^+,$$
 (3.53)
que equivale a

$$icf(\mathbf{N}) = \left[\frac{N(\mathbf{O}^+) + N(\mathbf{O}^{++})}{N(\mathbf{O}^+)}\right] = \frac{N(\mathbf{O})}{N(\mathbf{O}^+)}.$$
 (3.54)

Este ICF es una buena aproximación para el grado de excitación encontrado normalmente en las galaxias. Sin embargo, existen otros ICFs obtenidos usando modelos de fotoionización. En este sentido, Mathis y Rosa (1991) presentaron un ICF para el nitrógeno en la función de una serie de potencias de los parámetros  $F(O) \equiv \log(O^+/O^{++})$  y  $F(S) \equiv \log(S^+/S^{++})$ , que se suponen conocidos. Las fórmulas proporcionadas por Mathis y Rosa (1991) son:

$$icf(\mathbf{N}) = 10^{[A_0 + A_0 F(\mathbf{O}) + A_s F(\mathbf{S}) + A_{00} F(\mathbf{O})^2 + A_{0S} F(\mathbf{O}) F(\mathbf{S}) + A_{SS} F(\mathbf{S})^2]},$$
(3.55)

distinguiéndose los coeficientes para dos casos de atmósferas estelares,

• F(O) > 1.144 + 1.272F(S) (atmósferas frías):

$$A_0 = 0.440 \quad A_0 = -0.743 \quad A_S = 0.089 \quad A_{OO} = 0.323 \quad A_{OS} = -0.129 \quad A_{SS} = 0.005$$
  
•  $F(O) < 1.144 + 1.272F(S)$  (atmósferas calientes):

$$A_0 = 0.153$$
  $A_{\rm O} = -0.328$   $A_{\rm S} = -0.221$   $A_{\rm OO} = 0.184$   $A_{\rm OS} = -0.003$   $A_{\rm SS} = 0.064$ 

Otros ICFs del N usando modelos de fotoionización fueron proporcionados por Moore et al. (2004). Tampoco se suele considerar N<sup>0</sup> en el cálculo de la abundancia total de nitrógeno por la misma razón que O<sup>0</sup> no se considera en el cálculo de la abundancia de oxígeno total.

**NEÓN:** Peimbert y Costero (1969) encontraron para el cálculo total de neón la relación

$$icf(Ne) = \left[\frac{N(O^+) + N(O^{++})}{N(O^{++})}\right],$$
 (3.56)

i.e.,

$$\frac{N(\text{Ne})}{N(\text{O})} = \frac{N(\text{Ne}^{++})}{N(\text{O}^{++})}.$$
(3.57)

Sin embargo, algunos estudios sugieren que esta relación no es válida para objetos con bajo gradod e ionización (ver, por ejemplo, el análisis de la nebulosa S 311 por García-Rojas et al. 2005).

**AZUFRE:** Otros elementos poseen relaciones más complicadas para determinar su abundancia total. Para el caso del azufre, es común considerar el *ICF* dado por los modelos de fotoionización de Stasinska (1978),

$$icf(\mathbf{S}) = \left[1 - \left(1 - \frac{N(\mathbf{O}^+)}{N(\mathbf{O})}\right)^{\alpha}\right]^{-1/\alpha},\tag{3.58}$$

siendo  $\alpha$  un número real entre 2 y 3. Nosotros usaremos  $\alpha = 3$ . Sin embargo, Izotov, Thuan y Lipovetski (1994) proporcionan un *ICF* distinto para el azufre,

$$icf(S) = \left[ 0.013 + \frac{N(O^{+})}{N(O)} \left( 5.10 + \frac{N(O^{+})}{N(O)} \left[ -12.78 + 14.77 \left( \frac{N(O^{+})}{N(O)} - 6.11 \frac{N(O^{+})}{N(O)} \right) \right] \right) \right]^{-1}.$$
(3.59)

Notar que  $\frac{N(O^+)}{N(O)}$  es la inversa del *ICF* proporcionado por Peimbert y Costero (1969) para el nitrógeno. La abundancia total de azufre es:

$$\frac{S}{H} = icf(S) \times \left[\frac{N(S^{+})}{N(H^{+})} + \frac{N(S^{++})}{N(H^{+})}\right].$$
(3.60)

ARGÓN: Para el caso del argón, usaremos la expresión

$$icf(\mathrm{Ar}) = \left[0.99 + \frac{N(\mathrm{O}^+)}{N(\mathrm{O})} \left(0.091 + \frac{N(\mathrm{O}^+)}{N(\mathrm{O})} \left[ -1.14 + 0.077 \frac{N(\mathrm{O}^+)}{N(\mathrm{O})} \right] \right) \right]^{-1}$$
(3.61)

siguiendo Izotov et al. (1994), siendo la abundancia total de argón

$$\frac{\operatorname{Ar}}{\operatorname{H}} = icf(\operatorname{Ar}) \times \left[\frac{N(\operatorname{Ar}^{++})}{N(\operatorname{H}^{+})} + \frac{N(\operatorname{Ar}^{+3})}{N(\operatorname{H}^{+})}\right].$$
(3.62)

Si sólo se observan las líneas de emisión de  $[{\rm Ar\, III}]$ , estos autores proporcionan el siguiente ICF,

$$icf(Ar) = \left[0.15 + \frac{N(O^+)}{N(O)} \left(2.39 - 2.64 \frac{N(O^+)}{N(O)}\right)\right],$$
 (3.63)

determinándose en este caso la abundancia total de argón aplicando

$$\frac{\mathrm{Ar}}{\mathrm{H}} = icf(\mathrm{Ar}) \times \frac{N(\mathrm{Ar}^{++})}{N(\mathrm{H}^{+})}.$$
(3.64)

**CLORO:** Para el cálculo de la abundancia total de cloro, emplearemos el *ICF* dado por Peimbert y Torres-Peimbert (1977),

$$icf(Cl) = \frac{1}{1 - N(S^+)/N(S)},$$
 (3.65)

por lo que la abundancia total de cloro se calcula con

$$\frac{\text{Cl}}{\text{H}} = icf(\text{Cl}) \times \left[\frac{N(\text{Cl}^{++})}{N(\text{H}^{+})} + \frac{N(\text{Cl}^{+3})}{N(\text{H}^{+})}\right].$$
(3.66)

Los únicos objetos en los que detectamos líneas de emisión de  $Cl^+$  son las regiones A y B de NGC 5253 (ver Capítulo 9). El cociente  $Cl^+/H^+$  no puede determinarse a partir de las rutinas del paquete **nebular** en IRAF porque los datos atómicos de este ion no están incluidos. En su lugar, se ha utilizado una versión antigua del programa del átomo de cinco niveles de Shaw y Dufour (1995) que viene descrito en de Robertis et al. (1987). Esta versión usa los datos atómicos de  $Cl^+$  compilados por Mendoza (1983), que son algo inciertos (Shaw 2003, comunicación privada). Así, el cociente  $Cl^+/H^+$  debe ser interpretado únicamente como una aproximación al valor verdadero.

**HIERRO:** Para el hierro, hemos medido líneas en dos estados de ionización: Fe<sup>+</sup> and Fe<sup>++</sup>, pero es de esperar una contribución importante de Fe<sup>3+</sup>. Rodríguez (1999) mostró que la *fluorescencia* es el mecanismo de excitación principal para las líneas observadas de [FeII] por lo que, aunque detectemos las líneas de emisión de [FeII]  $\lambda$ 4244,  $\lambda$ 4287 y  $\lambda$ 5161 en algunos objetos brillantes, la determinación del cociente Fe<sup>+</sup>/H<sup>+</sup> usando estas líneas no es fiable. Así, hemos seguido el procedimiento dado por Rodríguez y Rubin (2005) usando sólo las líneas de emisión de [FeIII].

Las abundancias de Fe<sup>++</sup> se han determinado principalmente a través de la línea de emisión de [FeIII]  $\lambda$ 4658, excepto para los objetos pertenecientes a NGC 5253, donde observamos 6 ó 7 líneas. Hemos empleado un modelo de átomo con 34 niveles que incluye las fuerzas de colisión calculadas por Zhang (1996) y las transiciones de probabilidad dadas por Quinet (1996).

Las abundancias totales de hierro se han obtenido a partir del cociente  $Fe^{++}/H^+$  y el *ICF* obtenido por Rodríguez y Rubin (2005):

$$\left[\frac{\text{Fe}}{\text{H}}\right] = 0.9 \times \left[\frac{\text{O}^+}{\text{O}^{++}}\right]^{0.08} \left[\frac{\text{Fe}^{++}}{\text{O}^+}\right] \left[\frac{\text{O}}{\text{H}}\right],\tag{3.67}$$

que es una mejora de la relación previa dada por Rodríguez y Rubin (2004),

$$\left[\frac{\text{Fe}}{\text{H}}\right] = \left[\frac{\text{O}^{+}}{\text{O}^{++}}\right]^{0.09} \left[\frac{\text{Fe}^{++}}{\text{O}^{+}}\right] \left[\frac{\text{O}}{\text{H}}\right].$$
(3.68)

#### 3.14.2 Calibraciones empíricas

Como hemos visto, el elemento observacional clave para obtener una determinación apropiada de las abundancias químicas es la intensidad de la línea de emisión auroral de [O III]  $\lambda$ 4363. Sin embargo, como la eficiencia del enfriamiento del gas se incrementa con la abundancia de oxígeno, esta línea es demasiado débil para observase a alta metalicidad incluso con los mayores telescopios. En otros muchos casos, el brillo superficial del objeto es tan bajo que no permite la observación o una medida apropiada de esta débil línea auroral. Para solventar estos problemas, se han desarrollando los denominados métodos empíricos o estadísticos, que proporcionan una idea aproximada de  $T_e$  y de las abundancias únicamente a partir de las líneas nebulares brillantes. Dada la importancia de las calibraciones empíricas, en el Apéndice B realizamos un análisis detallado de ellas.

No obstante, es importante resaltar que, con el uso de telescopios de gran tamaño, ha sido posible realizar medidas de líneas aurorales como [N II]  $\lambda$ 5755, [S III]  $\lambda$ 6312 y [O II]  $\lambda$ 7325 incluso a altas abundancias de oxígeno [hasta 12+log(O/H)~8.9], extendiendo la aplicación de los métodos directos (basados en el conocimiento de  $T_e$ ) al régimen de alta metalicidad (Castellanos et al., 2002; Pindao et al., 2002; Kennicutt et al., 2003; Garnett et al., 2004; Bresolin et al. 2004,2005). Estos estudios de regiones  $H_{II}$  ricas en metales en galaxias espirales cercanas presentan evidencias observacionales que indican una discrepancia de varias décimas de dex (un factor 2 o incluso más) entre las metalicidades determinadas por los métodos tradicionales involucrando líneas brillantes ( $R_{23}$  principalmente) y las obtenidas a partir de la medida directa de la temperatura electrónica. Su conclusión principal es que los métodos empíricos parecen sobreestimar las abundancias de oxígeno alrededor del valor solar en al menos 0.2 - 0.3 dex, alcanzando incertidumbres de incluso  $\sim 0.5$  dex en objetos muy ricos en metales (Kobulnicky y Kewley 2004). Estos trabajos proponen una revisión extensiva de los métodos empíricos como consecuencia de posibles efectos sistemáticos en las calibraciones entre  $R_{23}$  y O/H. En el Capítulo 10 estudiamos la fiabilidad de las calibraciones más usuales con los datos directos obtenidos para la muestra de galaxias analizadas en esta tesis. Además, también es posible que parte de estas incertidumbres se deban al hecho de que las regiones H II no presenten una temperatura promedio, sino que existan fluctuaciones de temperatura en el gas ionizado. En tal caso sería necesario recalibrar los métodos empíricos (sobre todo a altas metalicidades) empleando las abundancias de oxígeno determinadas por las líneas de recombinación que, como veremos a continuación, dependen poco de  $T_{\rm e}$ . Esta idea ha sido postulada muy recientemente por Peimbert et al. (2006).

# 3.15 Abundancias de elementos metálicos a partir de líneas de recombinación

Todos los métodos presentados con anterioridad emplean líneas de excitación colisional (*líneas prohibidas*, como [OIII], [OII], [NII] o [SII]) para determinar las abundancias iónicas y totales de los elementos metálicos. El único elemento para el que se calcula la abundancia a partir de líneas de recombinación (*líneas permitidas*) es el helio. Vimos que las abundancias determinadas a partir de **líneas de excitación colisional** (CELs) tienen una fuerte dependencia en la temperatura electrónica, estando sus incertidumbres dominadas por el error en  $T_e$ , pero esto no ocurre cuando se consideran **líneas de recombinación** (RLs). ¿Es posible utilizar *líneas de recombinación* de elementos metálicos para determinar sus abundancias? En efecto, varios autores han explorado esta posibilidad, comenzando por el trabajo pionero de Peimbert, Storey y Torres-Peimbert (1993), quienes discutieron la utilidad de las líneas de recombinación de OII medidas en M42 por Osterbrock, Tran y Veilleux (1992) para el cálculo de la abundancia total de oxígeno. Sin embargo, las intensidades de las RLs son muy pequeñas, siendo las más brillantes del orden de ~0.1% de la intensidad de H $\beta$ , por lo que se necesitan datos espectroscópicos muy profundos para su correcta medida. Skillman (1999) apuntó que el uso de las RLs metálicas se limitaría sólo a las nebulosas Galácticas más brillantes, como M 42, pero esto ya no es cierto: el trabajo de Esteban et al. (2002) usando telescopios de la clase de 4 metros y la llegada de la nueva generación de telescopios de gran tamaño de la clase 8 metros ha permitido *medir* RLs en objetos extragalácticos. Precisamente, esta tesis presenta la primera medida tentativa de una RL de carbono en una galaxia HII (en el miembro C de HCG 31, ver Capítulo 7), aunque más importante y uno de los principales logros de este trabajo es la medida de RLs de iones de oxígeno y carbono en NGC 5253 (ver Capítulo 9), la primera galaxia *starburst* en la que esta clase de líneas se han detectado sin ambigüedad.

Por lo tanto, en esta sección discutiremos brevemente las características más importantes en el análisis de RLs de elementos metálicos. Una discusión más detallada puede encontrarse en la tesis doctoral de García-Rojas (2006).

Primero, debemos apuntar que las RLs observadas en los espectros nebulares tienen dos orígenes diferentes dependiendo de su mecanismo de excitación. Siguiendo el primer estudio realizado por Grandi (1975a,b; 1976) y la recopilación de 81 líneas permitidas de elementos metálicos en M42 por Esteban et al. (1998), quienes emplearon medidas de alta calidad de las intensidas de las líneas más débiles con una resolución lo suficientemente alta como para resolver varias o incluso todas las líneas de un mismo multiplete, se puede decir que las RLs pueden excitarse de las siguientes maneras:

- Fluorescencia. El mecanismo de excitación de las RLs por fluorescencia es básicamente consecuencia de la radiación del continuo estelar, como mostró cuantitavamente Grandi (1975a,b) y fue discutido por Esteban et al. (1998). La excitación por luz estelar contribuye en gran medida a las intensidades absorbiendo fotones estelares. Si la desexcitación no ocurre en el mismo sentido, se liberan fotones que pueden escapar de la nebulosa. A veces, la fluorescencia también es consecuencia de otras transiciones con energías muy similares (*fluorescencia de línea*). La excitación por fluorescencia domina en la mayoría de las líneas permitidas de O I, C II (excepto en la importante λ4267), S II, N II y S III, aunque algunas de ellas también poseen una contribución de recombinación pura (Esteban et al. 1998).
- Recombinación pura. Esto es, el átomo o ion se excita al interaccionar con un electrón, volviendo posteriormente a su estado inicial liberando fotones. Es el caso de las línea de emisión de O II y C II λ4267.

También puede ocurrir una combinación de ambos procesos. No obstante, como apuntó Esteban et al. (1998), la determinación precisa del mecanismo de excitación de algunas RLs requiere cálculos de modelos realistas de las nebulosas que detallen minuciosamente el campo de radiación y tengan en cuenta a la vez todos los procesos de absorción y recombinación a estados excitados de los elementos pesados.

TABLA 3.4: Características de las líneas de recombinación estudiadas en NGC 5253. La quinta columna recoge los valores de *J* para los niveles inferior y superior de las transiciones. La última columna recopila la fuerza del oscilador en cada línea. Las fuerzas totales del multiplete 1 de OII y del multiplete 6 de CII son 6.6 y 9.4, respectivamente. Tabla adaptada de Esteban et al. (1998).

| Ion | Multiplete | Transición          | $\lambda$ (Å) | J - J'    | $\log(gf)$ |
|-----|------------|---------------------|---------------|-----------|------------|
| Оп  | 1          | $3s^4 P - 3p^4 D^0$ | 4649.13       | 5/2 - 7/2 | 2.688      |
|     |            |                     | 4641.81       | 3/2 - 5/2 | 1.524      |
|     |            |                     | 4638.86       | 1/2 - 3/2 | 0.544      |
|     |            |                     | 4676.23       | 5/2 - 5/2 | 0.504      |
|     |            |                     | 4661.63       | 3/2 - 3/2 | 0.676      |
|     |            |                     | 4650.84       | 1/2 - 1/2 | 0.530      |
|     |            |                     | 4673.73       | 3/2 - 1/2 | 0.0856     |
| CII | 6          | $3d^2 D - 4f^2 F^0$ | 4267.26       | . ,       | 9.4        |

Aquí sólo nos centraremos en las RLs pertenecientes al multiplete 1 de OII y a la línea de CII  $\lambda$ 4267 porque son las únicas detectas en nuestros espectros. Todas estas líneas se producen por recombinación pura y sus intensidades dependen poco de la temperatura y densidad electrónicas. Sus principales características se recopilan en la Tabla 3.4. Hemos podido determinar las abundancias iónicas de O<sup>++</sup>/H<sup>+</sup> y C<sup>++</sup>/H<sup>+</sup> a partir de estas líneas de recombinación puras. Si  $I(\lambda)$  es la intensidad de una línea de recombinación a una longitud de onda  $\lambda$ , la abundancia del estado de ionización +*i* de un elemento X se puede determinar mediante

$$\frac{N(\mathbf{X}^{+i})}{N(\mathbf{H}^{+})} = \frac{\lambda(\dot{\mathbf{A}})}{4861} \frac{\alpha_{eff}(\mathbf{H}\beta)}{\alpha_{eff}(\lambda)} \frac{I(\lambda)}{I(\mathbf{H}\beta)},$$
(3.69)

donde  $\alpha_{eff}$  representa el coeficiente de recombinación efectivo. La medida de varias líneas del mismo multiplete permite comparar sus intensidades relativas con las esperadas según el apropiado acoplamiento del momento angular bajo el supuesto de que las poblaciones de los niveles con estructura fina dentro de cada término son proporcionales a sus pesos estadísticos. Además, Ruiz et al. (2003) han mostrado que, para determinar abundancias, es importante medir todas las líneas de un multiplete, puesto que para bajas densidades puede ocurrir una distribución anómala de las intensidades de línea dentro del mismo multiplete.

Hemos calculado las abundancias suponiendo los valores para  $n_e$  y  $T_e$  (de alta ionización) encontrados con CELS. Los datos atómicos empleados y la metodología seguida para calcular abundancias a partir de RLS es la misma seguida por García-Rojas et al. (2004). Para estimar el coeficiente de recombinación efectivo,  $\alpha_{eff}$ , para OII, hemos empleado la expresión dada por Storey (1994):

$$\alpha_{eff} = at^{b} \left( 1 + c(1-t) + d[(1-t)^{2}] \right) \times 10^{-14}, \tag{3.70}$$

siendo  $t=T_e/10^4$ . Las constantes tienen unos valores de a=36.2, b=-0.736, c=0.033 y d=0.077 para el multiplete 1 de OII a  $\lambda$ 4651.5 Å. Para estimar la contribución de  $\alpha_{eff}$  para cada línea del multiplete, hemos usado las fuerzas del

oscilador,  $\log(gf)$ , mostradas para cada línea en la Tabla 3.4, y la fuerza total,  $\log(gf)_T = \sum_i \log(gf)(i)$ , (6.6 en este caso), aplicando:

$$\alpha_{eff}(i) = \alpha_{eff} \frac{\log(gf)(i)}{\log(gf)_T}.$$
(3.71)

Para el caso del multiplete 6 de C II  $\lambda$ 4267.2, se ha usado la expresión dada por Davey, Kisielius y Storey (2000):

$$\alpha_{eff} = at^f \left( 1 + b(1-t) + c(1-t)^2 + d(1-t)^3 \right) \times 10^{-14}, \tag{3.72}$$

siendo  $t=T_e/10^4$  y las constantes a=27.586, b=-0.055, c=-0.039, d=-0.208 y f=-1.1416.

Las líneas del multiplete 1 de OII no están en LTE para densidades  $n_e < 10000 \text{ cm}^{-3}$  (Ruiz et al. 2003). Hemos empleado las prescripciones dadas por Peimbert, Peimbert y Ruiz (2005) para calcular las correcciones apropiadas para las abundancias obtenidas a partir de líneas individuales de OII. Las abundancias corregidas muestran un acuerdo muy bueno con las obtenidas usando la suma de las intensidades de todas las líneas del multiplete, que no está afectada por efectos no-LTE.

## 3.16 Fluctuaciones de temperatura

El problema de las fluctuaciones de temperatura (Peimbert 1967) es hoy día uno de los aspectos más discutidos en el análisis de nebulosas gaseosas (Liu 2002, 2003; Esteban 2002; Torres-Peimbert y Peimbert 2003; García-Rojas 2006). Como hemos visto, tradicionalmente los estudios de abundancias en regiones H II están basados en CELS, que son muy dependientes de las variaciones de temperatura electrónica. Alternativamente, se han empleado RLs, indicadores más precisos de la abundancia química real porque son independientes a esas variaciones. Varios autores han determinado la abundancia de O<sup>++</sup>/H<sup>+</sup> a partir de intensidades de líneas de recombinación puras de OII para las regiones HII más brillantes de la Galaxia (Peimbert et al. 1993; Esteban et al. 1998; Esteban et al. 1999a, Tsamis et al. 2003, Esteban et al. 2004, García-Rojas et al. 2004,2005,2006) y en regiones HII extragalácticas (Esteban et al. 2002; Peimbert 2003; Tsamis et al. 2003, Peimbert et al. 2005), y todas ellas han encontrado que las abundancias conseguidas a partir de RLs son sistemáticamente mayores que las encontradas usando CELS. En presencia de inhomogeneidades de temperatura, la temperatura electrónica determinada con las líneas de [OIII],  $T_e(OIII)$ , es considerablemente mayor que las obtenidas a través de los continuos de Balmer y Paschen. Para regiones HII las diferencias entre las abundancias determinadas con RLs y CELs pueden calcularse de forma consistente suponiendo un  $t^2$  (variación cuadrática media de la temperatura sobre el volumen observado) del orden de 0.020 - 0.044.

Peimbert (1967) fue el primero que exploró los efectos de las fluctuaciones de temperatura en la determinación de las abundancias nebulares. Desarrolló una for-

mulación matemática basada en una expansión de Taylor de la temperatura media,

$$T_0(N_i) = \frac{\int T_e N_i n_e dV}{\int N_i n_e dV},$$
(3.73)

definida para cada ion  $N_i$ , y la fluctuación cuadrática media de temperatura,

$$t^{2}(N_{i}) = \frac{\int (T_{e} - T_{0}(N_{i}))^{2} N_{i} n_{e} dV}{T_{0}(N_{i})^{2} \int N_{i} n_{e} dV}.$$
(3.74)

Comparando con las temperaturas encontradas usando otros métodos, este esquema sencillo permite concluir que las fluctuaciones de temperatura son comunes en las nebulosas, con valores del orden de  $t^2 = 0.03 - 0.05$ . Nuestras medidas de líneas de recombinación de OII y CII en NGC 5253 nos permitirá realizar, por primera vez en una galaxia *starburst*, esta estimación (ver Capítulo 9). Para profundizar en el tema de las fluctuaciones de temperatura, consultar Peimbert (1996), Stasinska (1998), Mathis et al. (1998), la revisión de Esteban (2002) y García-Rojas (2006).

## 3.17 Principales problemas e incertidumbres en el cálculo de abundancias

Las incertidumbres que damos a las abundancias químicas dependen de factores teóricos y observacionales, siendo entre 0.05 y 0.20 dex (entre 12% y 44%, notar que las abundancias se expresan en unidades logarítmicas) para el caso de la abundancia de oxígeno<sup>16</sup> y para cocientes N/O. Otras abundancias y cocientes entre elementos poseen incertidumbres aún mayores. Recomendamos la lectura de la revisión de Stasiñska (2004) y Stasiñska (2005) donde se explican estos aspectos, que resumimos rápidamente a continuación:

- Datos atómicos. Los parámetros atómicos que usamos a ciegas en el cálculo de abundancias tienen sus propias incertidumbres, especialmente cuando estamos considerando elementos pesados. De hecho, en este trabajo hemos empleado algunas actualizaciones a los datos atómicos de oxígeno y azufre para determinar sus abundancias (ver García-Rojas et al. 2004). Los datos atómicos actualizados se pueden encontrar en la dirección de internet: http://plasma-gate.weizmann.ac.il/DBfAPP.html.
- Atmósferas estelares. La estructura de ionización de las nebulosas depende de la distribución espectral de energía del campo de radiación estelar. A veces se supone que las estrellas ionizantes irradian como cuerpos negros, pero esto no es válido en muchos casos. Además, la comparación entre modelos de fotoionización y las observaciones de nebulosas proporcionan restricciones a los flujos ionizantes de modelos de atmósferas, consultar Simón-Díaz (2005).

 $<sup>^{16}</sup>$ Personalmente, du<br/>do bastante de errores inferiores a 0.03 dex (7%) para la abundancia de <br/>oxígeno.



FIGURA 3.15: Diagramas mostrando las incertidumbres en la temperatura electrónica y la abundancia de O<sup>++</sup>,  $\sigma T_e$  y  $\sigma [12+\log(O^{++}/H^+)]$  respectivamente, en función del error del cociente entre las líneas de [O III], considerando tres casos extremos de  $T_e$ .

- Corrección de enrojecimiento. Como vimos en  $\S3.10$ , es un factor muy importante en el análisis nebular. Además de la formulación analítica vista aquí (Apéndice A), hay que tener en cuenta que la ley de extinción no es universal, el parámetro  $R_V$  no está fijo, el polvo no se distribuye de forma uniforme dentro de la nebulosa, existe contaminación en las líneas de Balmer de HI por la población estelar subyacente (esto es especialmente importante en regiones HII extragalácticas y en *starbursts*) e incluso el Caso B de recombinación puede no ser válido en algunos casos.
- Corrección de apertura, geometría nebular e inhomogeneidades en la densidad. Las observaciones espectroscópicas se realizan con rendijas o aperturas que no tienen el mismo tamaño proyectado en el cielo del objeto analizado. Las nebulosas de nuestra Galaxia tienen un tamaño angular aparente mucho mayor que la apertura, mientras que ocurre justo lo contrario con las regiones H II extragalácticas. Además, las nebulosas *no tienen* simetría esférica y *no poseen* la misma densidad en todos sus puntos. Un estudio teórico reciente sobre inhomogeneidades de densidad en regiones H II se puede encontrar en Giammanco (2005).
- Gradientes de temperatura. Las nebulosas de alta metalicidad presentan grandes variaciones espaciales de la temperatura electrónica. Como la línea de  $[O III] \lambda 4363$  se emite básicamente en la región de alta temperatura,  $T_e$  suele sobreestimarse y, por tanto, las abundancias de elementos metálicos están subestimadas.
- Variaciones de temperatura a pequeña escala. Si la temperatura de la nebulosa no es uniforme, también encontramos que las abundancias basadas en T<sub>e</sub> están subestimadas. Éste es el problema de las *fluctuaciones de temperatura* visto con anterioridad

No obstante, como hemos visto en numerosas ocasiones a lo largo de este capítulo, el principal factor de error para el cálculo de abundancias en el conocimiento de la temperatura electrónica. Para mostrar los errores típicos en  $T_e$  y en la abundancia de O<sup>++</sup>/H<sup>+</sup> como consecuencia de los errores en las líneas aurorales, representamos en la Figura 3.15 el caso de medidas de [O III] para tres  $T_e$ muy diferentes. El panel izquierdo muestra el error en la temperatura electrónica,  $\sigma T_e$  (en K), en función el error del cociente entre líneas de emisión (en %). Los errores son mucho mayores a altas  $T_{\rm e}$ , por ejemplo, un error del 30% en el cociente de las líneas de emisión proporciona un error de  $\sim$ 500 K para  $T_e = 7500$  K, mientras que se obtiene un error de  ${\sim}1900$  K para  $T_e=14000$  K, aunque el error en la abundancia de O<sup>++</sup> es similar,  $\sim$ 0.11 dex (panel central). El panel derecho de la Figura 3.15 muestra la fuerte dependencia de la temperatura electrónica en la determinación de abundancias iónicas. Para el caso de O<sup>++</sup>, el error de su abundancia se incrementa fuertemente a mayores errores de  $T_e$ , siendo más elevado para bajas temperaturas (errores de  $\sim$ 0.16 dex para un gas a 7500 K suponiendo un error de temperatura de 1000 K) que para altas temperaturas (errores of  $\sim$ 0.07 dex para un gas a 14000 K con  $\sigma T_e \sim 1000$  K).

# Capítulo 4 : Formación estelar en galaxias

Contar cien millones de estrellas [...] a un ritmo de una por segundo parece una labor que nadie podría realizar en el transcurso de una vida. En realidad sólo llevaría tres años. La clave está en concentrarse, en tener voluntad para no distraerse.

El enigma del cuatro, Ian Caldwell y Dustin Thomason, 2005

## 4.1 Propiedades básicas de las galaxias

 $A^{\rm UNQUE\ SE\ PIENSA}$  que existen más de  $10^{11}$  galaxias en el Universo, todas pueden clasificarse dentro de unas pocas categorías. La secuencia ordenada de tipos de galaxias parece proporcionar pistas sobre los fenómenos de formación y evolución. Hubble (1926) introdujo el primer esquema, clasificando las galaxias en tres tipos básicos: elípticas, espirales e irregulares. Diez años después publicó el libro The Realm of the Nebulae (Hubble 1936) donde introdujo el esquema más usado comúnmente. Esta primera idea se fue modificando poco a poco porque las placas fotográficas que Hubble iba coleccionando revelaban galaxias con nuevas morfologías. Sandage (1961) publicó el libro The Hubble Atlas of Galaxies, en donde incluía los nuevos cambios, proporcionando la versión definitiva del esquema de Hubble, el famoso diagrama diapasón (ver Figura 4.1). Hubble sugirió que las galaxias evolucionaban desde la izquierda (elípticas) hacia la derecha (espirales). Ésta es la razón por la que las galaxias elípticas se conocen como de tipo temprano mientras que las espirales son de tipo tardío. Actualmente, sabemos que este convenio es falso. De hecho, como predicen los modelos cosmológicos más recientes, la secuencia evolutiva es justo la opuesta: las galaxias espirales se formaron en primer lugar como consecuencia de fusiones de galaxias enanas, mientras que las fusiones de galaxias espirales crearían las galaxias elípticas.

Explicamos rápidamente la Figura 4.1. Las galaxias elípticas varían de forma entre circular (E0) y altamente elongada (E7). Esta clase de galaxias se designan como En, siendo n el cociente axial aparente dado por n = 10[1 - b/a] (donde a y b son el tamaño de los ejes mayor y menor, respectivamente). Las galaxias elípticas enanas se designan como dE. Tras las elípticas, el diagrama de Hubble se



FIGURA 4.1: Diagrama de diapasón de Hubble mostrando las galaxias elípticas (E), espirales normales (S) y espirales barradas (SB), siguiendo la notación de de Vaucouleurs (1959), quien incluyó las galaxias espirales de tipo magallánico (Sm).

bifurca en dos ramas, donde se sitúan las galaxias espirales de tipo *normal* (S) y *barradas* (SB). Ambas clases se dubdividen en tres categorías (Sa/SBa, Sb/SBb y Sc/SBc) de acuerdo a tres criterios: (i) la importancia relativa del bulbo central, (ii) la forma de los brazos espirales y (iii) el grado en el que los brazos espirales se resuelven en estrellas y regiones H II individuales. de Vaucouleurs (1959) extendió las clases espirales añadiendo las subclases Sd y SBd. Las galaxias lenticulares se localizan justo en mitad del diagrama, entre las galaxias espirales y elípticas. Se designan como S0 o SB0 de acuerdo a si muestran o no una barra. También se subdividen en tres clases según la intensidad de la absorción por polvo dentro de los discos. Finalmente, las galaxias sin simetría definida se designaron como galaxias irregulares (Irr), divididas en dos grupos: Irr l e Irr II. Esta categoría fue modificada por de Vaucouleurs (1959), quien creó las clases Sm (la *m* corresponde a *magallánico*) e Im, clasificando muchas de las galaxias Irr I como Sd.

Se pueden encontrar revisiones posteriores de la clasificación de las galaxias en Sandage (1975), Buta (1992a,b) y Roberts y Haynes (1994). Estos últimos autores realizaron un análisis estadístico de las propiedades de las galaxias a lo largo de la secuencia de Hubble. Mostramos sus principales resultados usando la muestra RC3-UGC<sup>1</sup> en la Tabla 4.1: radio lineal,  $R_{lin}$ ; luminosidad azul,  $L_B$ ; luminosidad en el infrarrojo lejano,  $L_{FIR}$ ; masa total,  $M_T$ ; masa de hidrógeno neutro,  $M_{\rm HI}$ ; los cocientes  $M_T/L_B$ ,  $M_{\rm HI}/L_B$  y  $M_{\rm HI}/M_T$ ; la magnitud superficial azul,  $\Sigma_B$ ; las densidades superficiales  $\sigma_T$ ,  $\sigma_{\rm HI}$  y  $\sigma_{FIR}$ ; y el color B - V.

<sup>&</sup>lt;sup>1</sup>RC3 es el acrónimo de *Third Reference Catalog of Bright Galaxies* (de Vaucoulers et al. 1991), mientras que UGC es el de *Uppsala General Catalogue* (Nilson 1973).

| Propiedad       | unidades                     | $^{\rm E,S0}$ | S0a,b | $_{\mathrm{Sab,Sb}}$ | $_{\rm Sbc,Sc}$ | $_{\rm Scd,Sd}$ | $_{\rm Sm,Im}$ |
|-----------------|------------------------------|---------------|-------|----------------------|-----------------|-----------------|----------------|
| $R_{lin}$       | kpc                          | 21.1          | 19.8  | 25.1                 | 22.4            | 17.7            | 8.5            |
| $L_B$           | $10^9 L_{\odot}$             | 52.5          | 43.6  | 69.2                 | 52.5            | 25.7            | 2.7            |
| $L_{FIR}$       | $10^9 L_{\odot}$             | 1.71          | 9.89  | 14.26                | 9.87            | 4.05            | 1.63           |
| $M_T$           | $10^{10} M_{\odot}$          |               | 22.6  | 32.4                 | 19.0            | 7.9             | 1.6            |
| M <sub>HI</sub> | $10^9 M_{\odot}$             | 1.24          | 5.62  | 15.14                | 15.85           | 9.33            | 2.40           |
| $M_T/L_B$       | $M_{\odot}/L_{\odot}$        |               | 4.9   | 4.4                  | 3.8             | 3.5             | 4.2            |
| $M_{HI}/L_B$    | $M_{\odot}/L_{\odot}$        | 0.04          | 0.12  | 0.21                 | 0.29            | 0.36            | 0.66           |
| $M_{H I}/M_T$   | -                            |               | 0.03  | 0.05                 | 0.08            | 0.11            | 0.15           |
| $\Sigma_B$      | $mag arcsec^{-2}$            | 14.20         | 13.98 | 13.96                | 14.00           | 14.02           | 14.59          |
| $\sigma_T$      | $M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$  |               | 188.9 | 154.7                | 124.2           | 91.4            | 74.5           |
| $\sigma_{HI}$   | $M_{\odot}$ pc <sup>-2</sup> | 1.31          | 4.64  | 7.70                 | 9.83            | 9.80            | 10.85          |
| $\sigma_{FIR}$  | $L_{\odot} \text{ pc}^{-2}$  | 3.77          | 11.47 | 9.22                 | 6.73            | 3.63            | 7.44           |
| (B - V)         | mag                          | 0.90          | 0.78  | 0.64                 | 0.55            | 0.48            | 0.42           |

TABLA 4.1: Propiedades estadísticas de las clases morfológicas de galaxias. Tabla adaptada de la revisión de parámetros físicos a lo largo de la secuencia de Hubble realizada por Roberts y Haynes (1994), indicando sólo el valor medio de su muestra RC3-UGC.

Como podemos observar en la Tabla 4.1, las galaxias muestran una gran variedad en sus características físicas y observacionales. Algunas propiedades, como el color, intensidad de las líneas de emisión y luminosidad en FIR, están bien correlacionadas con su apariencia morfológica, como es la forma de los brazos espirales o el cociente entre el bulbo y el disco (Roberts y Haynes 1994; Binney y Merrifield 1998). Estas correlaciones son normalmente consecuencia de la intensidad de la formación estelar y de la cantidad de gas y polvo presentes en las galaxias (Kennicutt 1998). De esta forma, suelen utilizarse para estudiar la actividad de formación estelar, como veremos más abajo. Otras propiedades, como la luminosidad y el tamaño, se correlacionan bien con la masa de la galaxia. Sin embargo, estas relaciones son más débiles con la morfología porque galaxias con diferente morfología tienen un rango mayor en masa. Además, se observa que las propiedades de las galaxias evolucionan en función del ambiente y la edad (e.g. Bell et al. 2004), pero también con del desplazamiento al rojo. Por ejemplo, en el universo local la mezcla morfológica de galaxias cambia en función de la densidad de galaxias local proyectada y la distancia al centro de los cúmulos, incrementándose la fracción de galaxias elípticas y lenticulares a mayores densidades, con el correspondiente descenso en la fracción de espirales (Dressler 1980; Whitmore et al. 1993). Pero para  $z \sim 0.5$  la relación entre morfología y densidad muestra un incremento en la fracción de espirales en ambientes con alta densidad (Dressler et al. 1997) y la fracción de galaxias azules en cúmulos se incrementa (Butcher y Oemler 1984). Desenredar los efectos entre la edad de la galaxia y el ambiente en el que se halla es difícil, puesto que las transformaciones que sufren como consecuencia de su caída hacia zonas más densas pueden producir resultados observacionales similares a una larga evolución. El entender en detalle las relaciones entre las propiedades de las galaxias es esencial para construir una teoría consistente de la evolución de las galaxias (Ellis et al. 2005).

Recientemente, Bettoni, Galleta y García-Murillo (2003) compilaron un catálogo del contenido del gas para una muestra de 1916 galaxias consideradas como representativas de la *normalidad* (esto es, excluyendo galaxias que mostrasen morfologías distorsionadas como puentes o colas de marea y/o rasgos de cinemática peculiares

TABLA 4.2: Propiedades estadísticas de la media del contenido de polvo templado  $(M_{dust}/L_B)$ , gas atómico  $(M_{\rm HI}/L_B)$ , gas molecular  $(M_{mol}/L_B)$  y luminosidad en rayos-X  $(L_X/L_B)$  para galaxias con/sin AGN) en función del tipo morfológico (t) siguiendo el estudio de galaxias normales presentado por Bettoni et al. (2003).

| Tipo                | t       | $\logM_{dust}/L_B$ | $\logM_{\rm HI}/L_B$ | $\logM_{mol}/L_B$ | $\log \frac{L_X/L_B}{\text{con Agn}}$ | $\log \frac{L_X}{L_B}$ sin Agn |
|---------------------|---------|--------------------|----------------------|-------------------|---------------------------------------|--------------------------------|
| E                   | -5      | $-5.99 \pm 0.12$   | $-2.34 \pm 0.14$     | $-2.53 \pm 0.22$  | $-3.69 \pm 0.12$                      | $-3.65 \pm 0.12$               |
| E                   | $^{-4}$ | $-5.60 \pm 0.13$   | $-1.83 \pm 0.12$     | $-1.25 \pm 0.23$  | $-3.42 \pm 0.14$                      | $-3.36 \pm 0.14$               |
| E/S0                | -3      | $-5.19 \pm 0.09$   | $-1.89 \pm 0.16$     | $-2.23 \pm 0.32$  | $-3.97 \pm 0.22$                      | $-4.03 \pm 0.22$               |
| SÓ                  | $^{-2}$ | $-4.97 \pm 0.07$   | $-1.55 \pm 0.09$     | $-1.82 \pm 0.21$  | $-3.78 \pm 0.10$                      | $-3.59 \pm 0.11$               |
| S0a                 | -1      | $-4.63 \pm 0.13$   | $-1.81 \pm 0.19$     | $-1.41 \pm 0.19$  | $-3.82 \pm 0.07$                      | $-3.60 \pm 0.15$               |
| S0a                 | 0       | $-4.34 \pm 0.08$   | $-0.96 \pm 0.06$     | $-1.14 \pm 0.15$  | $-3.67 \pm 0.08$                      | $-3.30 \pm 0.14$               |
| $\mathbf{Sa}$       | 1       | $-4.07 \pm 0.06$   | $-1.05 \pm 0.07$     | $-1.13 \pm 0.17$  | $-4.03 \pm 0.32$                      | $-3.69 \pm 0.25$               |
| Sab                 | 2       | $-3.82 \pm 0.05$   | $-0.95 \pm 0.06$     | $-1.17 \pm 0.13$  | $-3.99 \pm 0.14$                      | $-3.79 \pm 0.13$               |
| $^{\rm Sb}$         | 3       | $-3.75 \pm 0.04$   | $-0.77 \pm 0.04$     | $-0.96 \pm 0.08$  | $-4.24 \pm 0.15$                      | $-3.98 \pm 0.12$               |
| Sbc                 | 4       | $-3.74 \pm 0.03$   | $-0.66 \pm 0.03$     | $-0.88 \pm 0.06$  | $-4.01 \pm 0.08$                      | $-3.82 \pm 0.09$               |
| Sc                  | 5       | $-3.78 \pm 0.03$   | $-0.67 \pm 0.04$     | $-1.01 \pm 0.06$  | $-4.04 \pm 0.09$                      | $-3.97 \pm 0.09$               |
| $\mathbf{Sc}$       | 6       | $-3.92 \pm 0.05$   | $-0.48 \pm 0.04$     | $-1.44 \pm 0.11$  | $-4.29 \pm 0.12$                      | $-4.29 \pm 0.12$               |
| Scd                 | 7       | $-4.09 \pm 0.07$   | $-0.33 \pm 0.07$     | $-1.92 \pm 0.16$  | $-4.26 \pm 0.03$                      | $-4.20 \pm 0.06$               |
| $\operatorname{Sd}$ | 8       | $-4.50 \pm 0.23$   | $-0.32 \pm 0.19$     | $-1.52 \pm 0.35$  | $-5.17 \pm 0.03$                      | $-4.91 \pm 0.18$               |
| Sm                  | 9       | $-4.40 \pm 0.21$   | $-0.29 \pm 0.08$     | $-1.54 \pm 0.32$  | $-4.22 \pm 0.28$                      | $-4.28 \pm 0.24$               |
| Irr                 | 10      | $-4.12 \pm 0.16$   | $-0.20 \pm 0.10$     | $-1.71 \pm 0.28$  | $-3.85 \pm 0.23$                      | $-3.88 \pm 0.17$               |

como anillos polares, discos contrarotando o componentes desacopladas). Este catálogo<sup>2</sup> mejora significativamente las propiedades estadísticas de catálogos previos de referencia, definiendo una plantilla del contenido del medio interestelar de las galaxias normales a lo largo de la secuencia de Hubble. Incluye el contenido medio de polvo templado ( $M_{dust}$ ), gas atómico ( $M_{\rm H\,I}$ ), gas molecular ( $M_{mol}$ , a partir del contenido de CO) y luminosidad en rayos-X [ $L_X$ , tanto para galaxias que muestren un núcleo activo de galaxia (AGN) como para galaxias que no lo poseen], estando todos los valores normalizados a  $L_B$ . La Tabla 4.2 recopila estas propiedades.

Quizás, la forma más útil de caracterizar las galaxias es mediante el estudio de su actividad de formación estelar y su contenido de estrellas jóvenes. Las galaxias elípticas y lenticulares pobres en gas están dominadas por poblaciones de estrellas viejas y apenas muestran formación estelar. Sin embargo, las galaxias espirales tienen regiones HII y poblaciones estelares jóvenes junto a una componente de estrellas evolucionadas. En estas galaxias sí se produce el nacimiento de las estrellas, especialmente en las espirales ricas en gas. No obstante, existen otras galaxias que poseen un ritmo de formación estelar muy alto y cuya luz está dominada esencialmente por poblaciones de estrellas jóvenes: son las denominadas galaxias *starburst*.

## 4.2 Galaxias starburst

Estudiando el *Catalogue of Galaxies and of Clusters of Galaxies* iniciado por Zwicky, Herzog y Wild (1963) y completado en 1968, Sargent y Searle (1970) descubrieron que algunas galaxias muestran un espectro óptico-NIR prácticamente dominado por una población azul joven. Estos autores notaron que estas galaxias azules parecían

<sup>&</sup>lt;sup>2</sup>El catálogo de Bettoni, Galleta y García-Murillo (2003) está disponible en la dirección http://cdsweb.u-strasbg.fr/cgi-bin/qcat?J/A+A/405/5.

estar experimentando fuertes episodios de formación estelar y estimaron que el material disponible para la producción de estrellas se agotaría en un tiempo muy corto comparado con la edad del universo. Sargent y Searle (1970) describieron por primera vez el fenómeno *starburst.* Los espectros de estas galaxias azules recordaban a los observados en regiones H II gigantes, por lo que fueron designadas como regiones H II extragalácticas aisladas. La importancia de este descubrimiento es que incluso en las galaxias más azules conocidas con anterioridad, como las espirales de tipo temprano o irregulares, la luz estelar no estaba dominada por las estrellas masivas sino por la población vieja subyacente. Pero este nuevo tipo de galaxias no mostraba evidencias de poblaciones de estrellas viejas, indicando un alto ritmo de formación estelar. Las regiones H II extragalácticas aisladas se denominan ahora por sencillez galaxias H II (Melnick 1987) y, al igual que las regiones H II, contienen episodios cortos e intensos de formación estelar concentrados en zonas de tamaño muy limitado.

Siguiendo la definición proporcionada por Leitherer (2000), un starburst es un sistema que posee un ritmo de formación estelar (SFR, de sus siglas en inglés *Star Formation Rate*) lo suficientemente elevado como para crear un número de estrellas que produzcan radiación UV estadísticamente significativo. Estas estrellas tienen masas entre 10 y 100  $M_{\odot}$  (ver Capítulo 2). Equivalentemente, son galaxias que requieren SFRs de al menos un orden de magnitud superior al SFR en el campo fuera de la región. Es interesante combinar esta definición con la proporcionada por Terlevich (1997), que define una galaxia *starburst* como aquella en la que toda la luminosidad proviene del propio brote de formación estelar ( $L_{brote} \sim L_{galaxia}$ ). Si la luminosidad del brote es importante pero menor que la luminosidad de la galaxia huésped ( $L_{brote} < L_{galaxia}$ ) se detecta una región H II extragaláctica gigante. En el caso de que  $L_{brote} << L_{galaxia}$ , el objeto se clasifica como galaxia con formación estelar (es el caso normal de galaxias espirales e irregulares; los brotes serían regiones H II).

#### 4.2.1 Regiones H II gigantes

Estudios en NIR han permitido estudiar el contenido estelar en regiones H II Galácticas muy enrojecidas, especialmente en dirección al Centro Galáctico, donde existe una región muy activa de formación estelar. Siguiendo la definición de *starburst* de Terlevich (1997), la zona central de la Vía Láctea está en el límite de baja masa en la escala de *starburst*. De esta manera, la región del Centro Galáctico es de especial interés por su proximidad (~7.5 kpc), permitiendo el estudio detallado de un pequeño *starburst* rico en metales y envuelto en polvo, sirviendo también como laboratorio para la calibración de métodos que puedan emplearse en galaxias distantes y oscurecidas por polvo. En realidad, existen tres cúmulos de estrellas masivas muy densos en las regiones centrales de la Vía Láctea: el Cúmulo Central (Krabbe et al. 1995), que orbita alrededor del agujero negro de Sgr A, el Cúmulo del Quintuplete (Nagata et al. 1990, Okuda et al. 1990) y el Cúmulo de Arches (Nagata et al. 1996), con edades entre 2 y 4 Ma. Todos estos cúmulos poseen un número muy elevado de estrellas WR, siendo los cúmulos del Quintuplete



FIGURA 4.2: Muestra de zonas de formación estelar a distintas escalas (Arriba izquierda) Región H II gigante NGC 3603 observada por HST (Brandner et al. 2000). La nebulosa está ionizada por un cúmulo dominado por estrellas de tipo O temprano y WR. La acción combinada de radiación ionizante y vientos estelares de estrellas masivas ha formado una enorme cavidad alrededor del cúmulo. En la zona superior derecha del cúmulo se encuentra una supergigante azul evolucionada (tipo espectral B1.5Ia) designada como Sher 25, que tiene una masa de 60 $M_{\odot}$ y que pose<br/>e un anillo circumstellar de gas, además de un flujo bipolar. (Arriba derecha) Imagen del HST de la región central de 30 Doradus, en LMC, localizado a 52 kpc. Alberga el cúmulo más espectacular de estrellas masivas conocido en nuestra vecindad cósmica, el cúmulo R 136, que contiene varias docenas de estrellas muy masivas, todas nacidas hace unos 2 Ma. Estas estrellas masivas producen intensos vientos estelares que excavan en el gas y el polvo del material circundante. Los vientos estelares también empujan el gas lejos del cúmulo y comprimen las regiones internas de las nubes de polvo y gas (Walborn, Maíz-Apellániz y Barbá, 2002). (Abajo izquierda) Imagen del starburst NGC 1741 usando HST (Johnson et al. 1999), localizado a 54 Mpc (ver Capítulo 7 para detalles). (Abajo derecha) Galaxia luminosa en infrarrojo Arp 220 observada con HST usando la cámara NICMOS (Scoville et al. 1998), que se sitúa a 76 Mpc. La imagen revela una colisión entre dos galaxias espirales en el centro de la galaxia, que ha proporcionado el disparo del brote de formación estelar. Las morfologías de ambos núcleos se encuentran muy afectadas por el oscurecimiento del polvo.

TABLA 4.3: Parámetros físicos principales de la región H II M 42 (Nebulosa de Orión), la región H II gigante 30 Dor y la galaxia *starburst* NGC 1741. También se muestran valores típicos de regiones H II, regiones H II extragalácticas (GEHR) y *starbursts*. Datos extraídos de Kennicutt (1991), González-Delgado (2000) y López-Sánchez, Esteban y Rodríguez (2004a).

| Propiedad                                  | M 42               | 30 Dor | NGC 1741 | <r. 11="" h=""></r.> | <gehr></gehr> | <Starbursts $>$ |
|--|--------------------|--------|----------|----------------------|---------------|-----------------|
| Diámetro (pc)                              | 10                 | 400    | 640      | 5 - 50               | 100 - 1000    | 100 - 1000      |
| $\log L(H\alpha) \ (\text{erg s}^{-1})$    | 37                 | 40.2   | 41.8     | 37 - 38              | 39 - 41       | 40 - 42         |
| $\log Q({\rm H}^0)$ (ph. s <sup>-1</sup> ) | 49                 | 52     | 53.7     | 48 - 50              | 51 - 53       | 52 - 54         |
| Estr. O ionizantes                         | 6                  | 1000   | 46400    | 1-9                  | 10 - 10000    | > 10000         |
| $\log M_{\rm HII} \ (M_{\odot})$           | 2 - 3              | 5.9    | 6.9      | 1 - 3                | 3 - 7         | 5 - 8           |
| SFR $(M_{\odot} \mathrm{yr}^{-1})$         | $8 \times 10^{-5}$ | 0.13   | 4.8      | 0 - 0.1              | 0.1 - 10      | 10 - 1000       |

y el Central los que poseen un número mayor de ellas (Figer et al. 1999). Las estrellas masivas de estos cúmulos emiten suficiente fotones para ionizar las famosas nebulosas Pistol y Sickle. Observaciones recientes del cúmulo Westerlund 1 (Wd 1) también han revelado una población inesperadamente alta de estrellas WR (Clark y Negueruela 2002, 2004). Así, se trata del cúmulo joven más masivo y compacto identificado en el Grupo Local, con una luminosidad comparable a la encontrada en los super-cúmulos de estrellas, SSCS (Clark et al. 2005).

Las regiones de formación de estrellas de alta masa en el Grupo Local son excelentes laboratorios para estudiar starbursts: su proximidad permite realizar estudios detallados de estrellas individuales, pero su distancia (con respecto a los cúmulos de la Vía Láctea) hace posible también obtener propiedades integradas. A pesar de ser más luminosos que las regiones HII Galácticas, son sólo regiones HII gigantes, con luminosidades inferiores en comparación con las verdaderas galaxias starburst. Kennicutt (1984) proporcionó un catálogo con las regiones HII gigantes más prominentes, incluyendo sus propiedades nebulares. Algunas de estas regiones poseen su propio número NGC, como NGC 604 y NGC 595 en M 33. Sin embargo, la región HII gigante más importante es 30 Doradus en la Gran Nube de Magallanes (LMC, ver Figura 4.2), un gran complejo de formación estelar que fue considerado com la piedra Rosetta de los starbursts por Walborn (1991). En la Tabla 4.3 se muestran las propiedades nebulares de 30 Dor en comparación con la nebulosa de Orión, que posee sólo unas pocas estrellas O. Vemos que 30 Dor excede en tres órdenes de magnitud a M 42 en todas las propiedades listadas. En esta tabla también se muestran los valores típicos de regiones H II extragalácticas y el caso particular de la galaxia starburst NGC 1741 (ver Capítulo 7), que es entre 1 y 2 órdenes de magnitud superior a 30 Dor.

Esteban (2000) revisa las propiedades globales, la interrelación entre las estrellas y el gas y el contenido estelar de las regiones de formación estelar masiva en la Vía Láctea y en LMC. Las observaciones multi-frecuencia de regiones de formación estelar masiva revelan el siguiente cuadro general para estos objetos:

 Coexisten varias fases del ISM en ellos: gas caliente (~10<sup>6</sup> K) y chocado, gas ionizado (la propia región HII), gas frío (e.g. en la región de fotodisociación, denominada PDR), y gas molecular. Su emisión se observa desde los rayos-X hasta las longitudes de onda de radio submilimétricas.

- Gas y estrellas siguen distintas y variables distribuciones espaciales, siendo común encontrar también una extinción variable. Ambos hechos provocan complicaciones a la hora de interpretar los espectros integrados de las regiones de formación estelar masiva.
- Es evidente la interacción entre las estrellas y el ISM. La estructura y la dinámica de los objetos están dominadas por burbujas, conchas y cavidades consecuencia de los vientos estelares y las supernovas.

### 4.2.2 Propiedades de los *starbursts*

Las galaxias starbursts son, pues, objetos en los que su energética está dominada por la formación estelar y sus fenómenos asociados (Williams et al. 1991). A partir de la Tabla 4.3, podemos ver que se caracterizan por sus tamaños compactos (entre 100 y 1000 pc) y luminosidades en H $\alpha$  en el rango entre  $10^{40}$  y  $10^{42}$  erg s<sup>-1</sup>. La enorme luminosidad de fotones ionizantes (entre  $10^{52}$  y  $10^{54}$  fot s<sup>-1</sup>) necesaria para fotoionizar las nebulosas es proporcionada por un cúmulo estelar que contiene varios miles de estrellas jóvenes y masivas. El rango típico de luminosidad de los supercúmulos de estrellas y el límite superior a la luminosidad de los supercúmulos de estrellas y el límite superior a la luminosidad de los galaxias luminosas en infrarrojo (Leitherer 1996). El ritmo de formación estelar es tan alto (de 10 a 100  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup> o incluso mayor) que el gas existente solo podría alimentar el *starburst* durante una pequeña fracción de la edad del Universo (pocos  $10^8$  años).

Observacionalmente, las galaxias *starbursts* son típicamente seleccionadas en base a su espectro de líneas de emisión (Sargent y Searle, 1970; Terlevich et al. 1991; Gallego et al. 1995), sus colores ultravioletas y azules (Markaryan 1967; Balzano 1983) o su emisión en el infrarrojo lejano (Soifer et al. 1987; Sanders y Mirabel 1996; Borne et al. 2000). A partir de estos estudios, podemos considerar tres categorías mayores de *starbursts*:

- 1. Galaxias y sistemas estelares cuyo espectro óptico sea similar a regiones H II, normalmente con una población subyacente de estrellas viejas. Ejemplos de esta categoría son las galaxias H II, que pueden considerarse como versiones a gran escala de 30 Dor (Terlevich et al. 1991), las galaxias enanas irregulares y amorfas y las galaxias enanas compactas azules (Thuan 1991). Las masas típicas de estos objetos oscilan entre  $10^6$  y  $10^9$   $M_{\odot}$ . Algunos ejemplos son NGC 5253 y NGC 1569.
- 2. Starbursts nucleares, cuyo prototipo es NGC 7714 (Weedman et al. 1981), cuya morfología óptica es similar a la observada en galaxias Seyferts, pero donde la fuente principal de energía es la población estelar joven. La diferencia principal con el grupo anterior es la ausencia de formación estelar masiva a lo largo de toda la galaxia. Los *starbursts* nucleares suelen ser más masivos que las galaxias H II, estando sus valores medios en el rango entre  $10^8$  y  $10^{10}$   $M_{\odot}$ .

3. Galaxias luminosas en infrarrojo (LIRGS por las siglas Luminous infrared galaxies), cuyas poblaciones estelares se hallan ocultas por polvo. La luminosidad de las estrellas jóvenes y masivas calientan el polvo circundante, produciendo grandes cantidades de emisión infrarroja a partir de la conversión de fotones ultravioleta en fotones infrarrojos por la absorción del polvo. Estos objetos poseen las masas mayores (>  $10^{10} M_{\odot}$ ), en los casos más extremos rivalizando con los cuásares (Qsos) en luminosidad (Heckman 1991). El Infrared Astronomical Satellite (IRAS) realizó el descubrimiento de un gran número de galaxias luminosas en infrarrojo, similar a las encontradas por Rieke y Low (1972). Muchos de estos objetos están dominados por intensa formación estelar (Lutz et al. 1998; Genzel et al. 1998; Veilleux et al. 1995; Veilleux, Kim y Sanders 1999), alcanzando SFRs de ~1000  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup> en el caso de las ultraluminous infrared galaxies (ULIRGS). Algunos ejemplos son NGC 4038/4039 (las Antenas) y Arp 220.

Todos los *starbursts* trazan la formación estelar más reciente en una escala de tiempo de unos 10<sup>8</sup> años. Fenómenos comunes en galaxias *starbursts* son la existencia de numerosas regiones compactas de formación estelar, denominadas **super-cúmulos** estelares (SSCs por las siglas *super-star clusters*), flujos del ISM a gran escala denominados **supervientos**, e interacciones entre galaxias, más importantes en LIRGS. Las galaxias que han pasado recientemente un episodio de *starburst* pero que ya no poseen una cantidad significativa de estrellas del tipo OB se conocen como galaxias *post-starburst*.

La galaxia starburst más cercana conocida es IC 10, que se localiza a 0.6–0.8 Mpc (Borissova et al. 2000) perteneciente, por lo tanto, al Grupo Local. IC 10 podría incluso considerarse como una galaxia enana azul compacta (Richer et al. 2001). La actividad starburst de esta galaxia también se refleja en su gran población de estrellas WR. Su metalicidad es similar a la de la Pequeña Nube de Magallanes (SMC), 12+log(O/H)=8.26 (Garnett 1990), por lo que IC 10 es un blanco ideal para estudiar estrellas masivas individuales a baja metalicidad (Crowther et al. 2003). Otras galaxias starbursts importantes cercanas son NGC 1569 [una galaxia post-starburst a 2.2 Mpc (Israel 1988) perteneciente al grupo IC 342/Maffei 1/Maffei 2/Dw 1], NGC 5253 (a 3.3 Mpc, ver Capítulo 9), M 82 [a 3.6 Mpc suponiendo que se encuentra a la misma distancia que Freedman et al. (1994) estimaron para M 81 usando cefeidas] y NGC 253 [una galaxia SBc localizada a 3.9 Mpc (Karachentsev et al. 2003) y que posee un starburst nuclear].

#### 4.2.3 Espectros de los *starbursts*

El espectro UV de los *starbursts* está dominado por líneas de absorción formadas en el viento de las estrellas masivas (Rosa et al. 1984; Kinney et al. 1993). La forma de las líneas UV, que están normalmente desplazadas hacia el azul unos 2000 – 3000 km s<sup>-1</sup>y/o muestran perfiles P-Cygni (Groenewegen et al. 1989), refleja el ritmo de pérdida de masa de la estrella, que es una función que depende fuertemente de la luminosidad estelar (Castor, Abbot y Klein 1975). Los espectros UV de *starbursts*  pueden también mostrar líneas de absorción débiles formadas en la fotosfera de las estrellas O y B (de Mello, Leitherer y Heckman 1999), y líneas intensas de absorción creadas en el medio interestelar de la galaxia (Heckman y Leitherer 1997; González-Delgado et al. 1998). Sin embargo, los espectros óptico/NIR de las galaxias *starbursts* están dominados por líneas de emisión del gas ionizado, aunque también presentan líneas estelares. Las lineas estelares más brillantes en el rango óptico/NIR son:

- Líneas anchas de emisión, como He II  $\lambda$ 4686 y C IV  $\lambda$ 5808, originadas en los vientos de estrellas Wolf-Rayet de varios subtipos (Schaerer et al. 1999; Guseva et al. 2000) y detectadas en algunos *starbursts* jóvenes. Estos objetos se conocen como Galaxias Wolf-Rayet, que detallaremos ampliamente en la próxima sección.
- Líneas de absorción de H y He de estrellas OBA (Díaz 1988; Gónzalez-Delgado et al. 1999). Las líneas de HeI y las de Balmer de alto orden en absorción proporcionan una potente herramienta para el análisis de las poblaciones estelares presentes en los *starbursts*, normalmente muy contaminados por las líneas de emisión nebular (González-Delgado y Pérez, 2000). Algunas veces estos rasgos estelares también se observan en regiones H II relativamente brillantes.
- El triplete de CaII a λλ8498,8542,8662 originado tanto en estrellas gigantes de tipo tardío como en supergigantes (e.g. Terlevich et al. 1990ab, García-Vargas et al. 1998). Los denominados índices espectrales de CaT (Cenarro et al. 2001) pueden emplearse para estimar las edades, metalicidades, IMF y SFR de la componente estelar subyacente al brote comparando con los modelos de síntesis de poblaciones proporcionados por Vazdekis et al. (2003).
- Otros rasgos metálicos y bandas moleculares originados en estrellas de tipo F o más tardíos, como CaII H,K, banda-G 4284–4318, MgI+ MgH 5156–5196, NaI 5880–5914, varias bandas de TiO a  $\lambda \ge 6200 \lambda$  (Bica y Alloin 1986; Storchi-Bergmann et al. 1995) y bandas de CO a 2.2  $\mu$ m (Oliva et al. 1999). Estos rasgos estelares no suelen observarse en regiones H II porque poseen muy pocas estrellas supergigantes rojas (ver e.g. Terlevich et al. 1996 y Drissen et al. 2000).

La distribución espectral de energía (SED, spectral energy distribution) global de las regiones H II gigantes y starbursts desde los rayos-X a las ondas de radio posee una gran cantidad de información sobre sus componentes (estrellas, ISM) y sus condiciones físicas. La emisión en radio de las galaxias starbursts es una mezcla de la emisión libre-libre de las regiones H II (radiación térmica) y la radiación sincrotón de los restos de supernovas (radiación no térmica). Los restos de supernova, binarias en torno agujeros negros, y los vientos estelares del starburst producen rayos-X suaves (ver revisiones de Fabbiano, 1989; Petre, 1993; Read, Ponman y Strickland, 1997). La radiación de las estrellas jóvenes calienta el polvo circundante a temperaturas de 30 - 60 K. El polvo caliente tiene temperaturas de 100 — 200 K e irradia mayormente en la zona del infrarrojo medio (5-30  $\mu$ m), mientras que el polvo más frío (polvo templado y frío, ver §3.9) irradia en el infrarrojo lejano (30-300  $\mu$ m). Como consecuencia, la actividad de los *starbursts* produce importante radiación infrarroja que alcanza un máximo en FIR. Y como ya vimos, la radiación UV de las estrellas calientes ionizan el gas circundamte, por lo que las galaxias *starbursts* muestran un espectro de líneas de emisión sobre un continuo azul en el óptico.

Por lo tanto, siguiendo el mismo procedimiento empleado para el estudio de las regiones H II (ver Capítulo anterior), el análisis de los espectros de emisión de galaxias H II y starbursts también permite estimar las condiciones físicas del gas ionizado y la determinación de las abundancias químicas de elementos como He, O, N, S, Ne, Ar, Cl e Fe en objetos con desplazamientos al rojo de hasta  $z \sim 0.4$  (usando espectros ópticos). El conocimiento detallado de estas abundancias es esencial para conseguir una comprensión completa de la evolución estelar, proporcionando además pistas fundamentales sobre la evolución química de las galaxias en el Universo Local. Mientras las estrellas muestran la metalicidad de la nube de la que se formaron (quizás hace varios Ga), el análisis de las galaxias HII tiene la ventaja de que proporciona la metalicidad actual. En este sentido, las galaxias pobres en metales son unos objetos muy importantes al encontrarse químicamente poco evolucionados. proporcionando restricciones a los modelos de evolución de galaxias. La mayoría de las galaxias pobres en metales son galaxias compactas azules (BCGS, blue compact galaxies), objetos azules compactos (diámetro del starburst  $\leq 1$  kpc) y con líneas de emisión que son escasamente distinguibles de estrellas a baja resolución espacial  $(Zwicky 1965; Thuan y Martin 1981)^3$ . Una subclase importante de las BCGs son las galaxias compactas enanas azules, BCDGs. Consultar la revisión de Kunth y Östlin (2000) para obtener una descripción más detallada de galaxias pobres en metales y BCDGS.

Los starbursts proporcionan aproximadamente el 10% de la emisividad bolométrica en el Universo Local, albergando ~25% de la formación estelar de alta masa en el Universo cercano ( $\leq 10 \text{ Mpc}$ )<sup>4</sup> (Heckman, 1998). Espectros UV de galaxias Lymanbreak (e.g. Lowenthal et al. 1997, Pettini et al. 2000) permiten en la actualidad extender los estudios de las galaxias con formación estelar a alto desplazamiento al rojo. De esta forma, los starbursts también juegan un papel fundamental en la compresión de la formación de las galaxias y en la historia de la formación estelar del Universo, y la mayoría de las galaxias actuales probablemente han pasado por fases de starbursts a desplazamientos al rojo mayores. Los starbursts se consideran cada vez más importantes a la hora de comprender el Universo primitivo puesto que las condiciones físicas en ellos son similares a las que se creen existieron en el momento del colapso y formación de las primeras galaxias en el Universo temprano.

En este sentido, en los últimos años se han ido desarrollando modelos de síntesis de poblaciones estelares como herramientas fundamentales para interpretar el espec-

 $<sup>^3</sup>$ Aunque los términos de galaxia H II y BCG son en cierta forma intercambiables, han sido definidos de acuerdo a diferentes criterios observacionales: las galaxias H II se seleccionaron a partir del intenso espectro de líneas de emisión observado en *objective prism plates*, mientras que las BCGs son objetos principalmente seleccionados de acuerdo a su color azul y compacidad. Así, estrictamente hablando *no todas las* BCG*s son galaxias* H II (Cairós, 2000).

<sup>&</sup>lt;sup>4</sup>Esencialmente, en 4 galaxias: M 82, NGC 253, M 83 y NGC 4945.

tro de galaxias starbursts. En estos modelos se ajustan como parámetros iniciales la función inicial de masas (IMF), el ritmo de formación estelar (SFR), atmósferas estelareso la forma del brote de formación estelar. Combinando los modelos de síntesis de poblaciones con observaciones en los rangos UV, óptico y NIR, se pueden determinar parámetros tales como la edad del starburst y la metalicidad de los brotes de formación estelar, además de otras propiedades como el contenido estelar y la historia de formación estelar del starburst (González-Delgado 2000; González-Delgado y Pérez, 2000; Pellerin, 2006). Por ejemplo, González-Delgado (2000) usó modelos de síntesis de poblaciones para comparar las propiedades UV y ópticas encontradas entre la región HII gigante NGC 603 en la galaxia M 33 y el starburst nuclear NGC 7714. Concluyó que la población estelar joven en regiones H II y starbursts dura sólo unos pocos Ma. Pero las galaxias starbursts son sistemas de formación estelar más complejos que las regiones H II porque su continuo óptico y NIR está principalmente producido por una población de edad intermedia. Este hecho sugiere que la formación estelar en los starbursts sucede a través de brotes recurrentes separados por unos pocos cientos de millones de años. Analizaremos varios modelos de síntesis de poblaciones en la §4.7 puesto que luego serán usados en nuestro análisis.

## 4.3 Galaxias Wolf-Rayet

Las galaxias Wolf-Rayet (WR) son un subtipo de las galaxias H II y galaxias con líneas de emisión cuyos espectros integrados muestran rasgos anchos de emisión que han sido atribuidos a la presencia de estrellas WR, indicando la existencia de una considerable población de este tipo de estrellas masivas. Existen dos grandes características que delatan la presencia de las estrellas WR (ver Figura 4.3):

- 1. Una mezcla de las líneas de emisión He II  $\lambda$ 4686 (la más importante), C III/C IV  $\lambda$ 4650 y N III  $\lambda$ 4640, conocido como el WR *bump azul*. Este rasgo es originado principalmente por estrellas del tipo WN.
- 2. Las líneas anchas de emisión de CIII  $\lambda$ 5698 y CIV  $\lambda$ 5808, a veces denominado el WR *bump rojo*. La línea CIV  $\lambda$ 5808 es la más importante en las estrellas WC pero apenas es detectada en las WN. El WR *bump* rojo se observa en raras ocasiones y, en aquellos objetos en los que existen datos, es más débil que el WR *bump* azul (Guseva et al. 2000; Fernandes et al. 2004).

Las estrellas OB más masivas se convierten en estrellas WR unos 2 – 3 Ma después de su nacimiento, pasando pocos cientos de miles de años ( $t_{WR} \leq 10^6$  a) en esta fase (Maeder y Meynet 1994), siendo esta duración algo mayor para estrellas más metálicas (Meynet y Maeder 2006). El hecho de que la fase WR sea tan corta ofrece la posibilidad de estudiar una muestra aproximadamente coetánea de galaxias starbursts, cuyo último brote de formación estelar tiene una edad inferior a ~6 Ma. De esta manera, el estudio de las galaxias WR permite ampliar nuestro conocimiento tanto de la formación de estrellas masivas como la evolución de los starbursts. Una herramienta útil para ello es el uso de modelos de síntesis de poblaciones, con los que



FIGURA 4.3: Espectro óptico de una galaxia Wolf-Rayet típica de alta metalicidad. En concreto, se trata de una región H II gigante en la galaxia espiral NGC 4254. Además de las líneas de emisión encontradas en galaxias *starbursts*, se observan los rasgos que delantan la presencia de las estrellas WR: los conocidos como WR *bump azul* (alrededor de 4686 Å) y *rojo* (en torno a 5808 Å). Se muestran, por comparación, los espectros típicos de dos estrellas WR Galácticas de tipo WN (en azul) y WC (en rojo). Mientras que la línea de emisión más importante de las estrellas WN es la línea de He II  $\lambda$ 4686 (la principal del WR *bump* azul), las estrellas WC tienen como líneas de emisión importantes C III/C IV  $\lambda$ 4650 y C IV  $\lambda$ 5808 (ésta es la principal responsable del WR *bump* rojo). Figura adaptada de la nota de prensa de Eso 15/02 a raíz del estudio presentado por Pindao et al. (2002).

se puede determinar la edad de los brotes, el número de estrellas O y WR, el cociente WN/WC, la IMF o la masa global de cada brote de formación estelar. Las galaxias WR son así objetos idóneos para estudiar las fases tempranas de los *starbursts*, determinando propiedades de los brotes y restringiendo los parámetros del límite superior de alta masa de la IMF, ingrediente fundamental para estudiar poblaciones estelares no resueltas (Schaerer et al. 2000; Mas-Hesse et al. 2000; Pindao et al. 2002) y proporcionando fuertes restricciones a los modelos de evolución estelar.

Como las estrellas WR son descendientes de las estrellas más masivas ( $M \gtrsim 35$  $M_{\odot}$  para  $Z_{\odot}$ ), la detección de las líneas de emisión de WR en el espectro de una galaxia *starburst* implica inmediatamente la restricción de los parámetros que caracterizan el brote de formación estelar:

- 1. el número de estrellas WR relativo al número de estrellas O debe ser grande, por lo que el brote de formación estelar debe haber sido corto,
- 2. la función inicial de masas debe haberse extendido a grandes masas, y

 el tiempo transcurrido desde el fin del brote debe ser menor que unos pocos Maños.

De esta forma, la presencia de un gran número de estrellas WR en una galaxia *starburst* puede usarse como indicación clara de un brote muy reciente de formación de estrellas masivas. Como veremos más abajo, incluso se puede utilizar la intensidad de líneas de emisión estelares para estimar el número de estrellas WR presentes en el *starburst*.

El primer objeto en el que se detectaron los rasgos de estrellas WR fue en la BCDG He 2-10 (Allen, Wright y Goss 1976). El concepto de galaxia WR fue introducido por Osterbrock y Cohen (1982) y Conti (1991), definiéndola como aquella galaxia cuyo espectro integrado mostraba líneas de emisión anchas de estrellas WR localizadas en cúmulos estelares no resueltos. La primera búsqueda sistemática en galaxias H II para detectar el rasgo WR fue realizada por Kunth y Joubert (1985): de su muestra de 45 regiones H II extragalácticas clasificaron 17 como galaxias WR. Kunth y Schild (1986)) y Dinerstein y Shields (1986) informaron de las primeras detecciones del WR bump rojo. Conti (1991) compiló el primer catálogo de galaxias WR, que incluía 37 objetos. Vacca y Conti (1992) desarrollaron el primer esquema cuantitativo para estimar las poblaciones de estrellas WR presentes en starbursts. Pero la mayoría de los hallazgos del rasgo WR se han producido accidentalmente y en estudios que cubren una gran variedad de aspectos, desde la determinación de la abundancia de helio primordial (Kunth y Sargent 1983, Kunth y Joubert 1985, Izotov et al. 1994,1997,1999; Izotov y Thuan 1998; Thuan, Izotov y Lipovetski 1995), la naturaleza de las galaxias Seyfert (Heckman et al. 1997) o en estudios de starbursts con fuertes vientos galácticos (Allen 1995). Posiblemente, el mejor estudio global de una muestra de galaxias WR fue el desarrollado por Guseva, Izotov y Thuan (2000), donde se analizan 39 objetos con metalicidades entre  $Z_\odot/50$  y  $2Z_{\odot}$ . Usando los datos proporcionados por la detección de ambos WR bumps, junto con líneas de emisión WR más débiles como N III  $\lambda$ 4512 y Si III  $\lambda$ 4565, estos autores determinan cantidades importantes como los cocientes WR/O y WC/WN.

Morfológicamente, las galaxias WR constituyen una clase muy inhomogénea de objetos con formación estelar: se han detectado estrellas WR en galaxias irregulares, BCDGs, galaxias espirales (o, mejor expresado, en regiones H II gigantes en los brazos de galaxias espirales), galaxias luminosas en FIR en proceso de fusión, núcleos activos de galaxias (AGNs, *Active Galactic Nuclei*), galaxias Seyfert 2 y galaxias LINERS (*low-ionization nuclear emission-line regions*). Citando a Shaerer et al. (1999), la propiedad común mínima de todas las galaxias WR es *formación estelar reciente o en proceso que ha producido estrellas lo suficientemente masivas como para evolucionar hasta la fase WR*.

Hay que resaltar que la definición de galaxia WR es *muy dependiente de la calidad del espectro y de la localización y tamaño de la apertura empleada.* Así, el término de galaxia WR debe emplearse con cuidado. La presencia de los rasgos de estrellas WR en el espectro de un *starburst no significa* que las estrellas WR están presentes en cualquier zona de ella, sino sólo que existe una población importante de este tipo de estrellas masivas en algún lugar de la galaxia. Dependiendo de la distancia al objeto y del tamaño de la zona espectroscópicamente analizada, podemos tener *sólo* una única región H II extragaláctica con unas pocas estrellas WR en una galaxia cercana o en un cúmulo de estrellas masivas o el núcleo de una galaxia con un *starburst* intenso que alberga numerosas estrellas masivass (Schaerer et al. 1999). La localización precisa de las estrellas WR permanece desconocida normalmente excepto en el Grupo Local o en otras galaxias cercanas. A veces, el tamaño espacial extraído para obtener el espectro es grande y los débiles rasgos WR se diluyen por el flujo del continuo. También puede ocurrir que una galaxia *starburst* muestre varias regiones de formación estelar, pero sólo en una de ellas se observen estrellas WR. Como vemos, los efectos de apertura y la posición de la rendija pueden jugar un papel muy importante a la hora de detectar los rasgos WR (Huang et al. 1999; López-Sánchez et al. 2004a; López-Sánchez et al. 2004b; Buckalew et al. 2005; López-Sánchez et al. 2006).

El último catálogo de galaxias WR fue confeccionado por Schaerer et al. (1999) y contiene 139 miembros. No obstante, desde entonces el número de galaxias WR se ha incrementado (Popescu y Hopp 2000; González-Delgado et al. 2001; Bergvall y Östlin 2002; Contini et al. 2002; Pindao et al. 2002; Lilly et al. 2003; Tran et al. 2003; Fernandes et al. 2004; Izotov et al. 2004; Jamet et al. 2004; Pustilnik et al. 2004; Thuan y Izotov 2005), incluso parecen haberse detectado a alto desplazamiento al rojo (Villar-Martín et al. 2004). Un estudio reciente de galaxias con líneas de emisión extraídas del *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS, York et al. 2000) encontró rasgos WR en 109 de los 612 (18%) objetos analizados, incrementando el número de galaxias WR conocidas alrededor del ~70% (Kniazev et al. 2004). Con observaciones más profundas realizadas usando telescopios de clase de 8–10 m, el número de galaxias WR será muy posiblemente incrementando.

#### 4.3.1 Línea de emisión ancha y estrecha de He II

Aunque el rasgo principal de las galaxias WR sea la línea ancha de He II (originada en los vientos estelares de las estrellas WR), una fracción considerable de objetos también muestran la línea de emisión nebular (o estrecha) de He II  $\lambda$ 4686. Como vimos con anterioridad, esta línea raramente se encuentra en regiones H II Galácticas (Garnett et al. 1991; Schaerer 1997), pero es común en nebulosas planetarias. Además, la línea nebular de He II  $\lambda$ 4868 a veces se observa en regiones H II gigantes donde no se detectan estrellas WR. Para producir la línea de emisión nebular de HeII son necesarias fuentes que emitan suficientes fotones con energía >54 eV, por lo que su origen sigue permaneciendo un misterio (Garnett et al. 1991). Parece estar íntimamente relacionando con la aparición de estrellas WR calientes (Schaerer 1996, 1998), pero también podría producirse por radiación de rayos-X duros emitida por binarias masivas o por restos de supernova de generaciones previas de estrellas, en el rango de 10-50 Ma (Pakull y Angebault 1986; Van Bever y Vanbeveren 2000; Cerviño et al. 2002) como algunos estudios observacionales sugieren (Bresolin, Kennicutt y Garnett 1999; Guseva et al. 2000; Stasińska y Izotov 2003; Thuan y Izotov 2005), especialmente en las últimas etapas de los brotes de formación estelar.

Garnett (2004) sugirió incluso que, ya que aún no comprendemos completamente el estado evolutivo de las estrellas WR, es prematuro predecirlas a partir de los modelos de evolución estelar. De una forma u otra, los estudios de la línea de emisión nebular de He II proporcionan pistas sobre los procesos físicos en regiones HII, los flujos ionizantes de *starbursts* y su contribución a la ionización del medio intergaláctico (Garnett et al. 1991; Schaerer et al. 1998; Stasińska 1998). Ésta es la razón por la que Schaerer et al. (1999) también listaron todos los objetos extragalácticos que mostrasen la línea nebular de HeII  $\lambda$ 4686 (54 por entonces) en su catálogo de galaxias WR. El reciente análisis efectuado por Thuan y Izotov (2005) recopila 465 BCDGs con la línea de emisión nebular de HeII  $\lambda$ 4686. En base al estado actual del tema, en esta tesis asumiremos que la línea nebular de HeII es realmente creada por las estrellas WR.

#### 4.3.2 Rasgos WR a diferentes metalicidades

Como vimos en §2.3.4, las estrellas WR sólo pueden observarse individualmente en nuestra Galaxia, las Nubes de Magallanes y en algunas galaxias del Grupo Local (M 31, M 33, IC 10, NGC 6822, IC 1613, NGC 300 y NGC 55). Gracias a los análisis de estas estrellas individuales se pudo establecer una clasificación cuantitativa en estrellas WN, WC y WO (ver §2.3.1). Esta clasificación permitió desarrollar modelos de síntesis de poblaciones adaptados para el estudio de poblaciones de estrellas masivas en starbursts jóvenes. Los mejores ejemplos de esta clase de modelos son los presentados por Schaerer y Vacca (1998), que proporcionan predicciones detalladas de muchos rasgos estelares y nebulares en los rangos ópticos y Uv (ver  $\S4.7.1$ ). Excepto para objetos con metalicidades muy bajas, parece encontrarse un buen acuerdo entre las observaciones y los modelos de síntesis dados por Schaerer y Vacca (1998). Para objetos con metalicidad subsolar (mayormente BCDGs), esta comparación indica relativamente cortas escalas de tiempo de la formación estelar, con edades de los brotes incluso inferiores a 2-4 Ma, siendo la IMF compatible con una pendiente de Salpeter pero necesitando la existencia de estrellas de alta masa (Guseva et al. 2000; de Mello et al. 1998; Mas-Hesse y Kunth 1999; Fernandes et al. 2004; Buckalew et al. 2005). Las escalas de tiempo de la formación estelar en ambientes de alta metalicidad son más amplias que las observadas a baja metalicidad, con una duración de los brotes de unos 4 - 10 Ma (Schaerer et al. 2000; Fernandes et al. 2004), aunque las observaciones también podrían explicarse suponiendo la superposición de varios brotes.

La detección de estrellas WR de ambos subtipos WN y WC y el susbsiguiente cociente WC/WN proporcionan restricciones para los modelos de evolución estelar porque se pueden usar para conocer el límite superior de la IMF. Sin embargo, las estrellas WC son difíciles de observar en ambientes de baja metalicidad (ver §2.3.4), por lo que esta clase de estudios sólo se pueden realizar en objetos ricos en metales. Algunos autores (Goldader et al. 1997; Bresolin et al. 1999) han sugerido que a altas metalicidades la IMF se aparta de la función estándar de Salpeter; por ejemplo, se encuentra una masa de corte superior tan baja como 30  $M_{\odot}$ . No obstante, la presencia de fuentes señales de vientos estelares en los espectros UV de *starbursts* 

nuclear (González-Delgado et al. 2002) y la detección de estrellas WN y WC en regiones H II ricas en metales indican justo lo opuesto. Schaerer (2000) sugirió que el cociente WC/WN encontrado en las galaxias ricas en metales indican un límite inferior de  $M_{up} \ge 30-40 \ M_{\odot}$  para el corte superior de masa de la IMF, mientras que estudios más recientes (Bresolin y Kennicutt 2002; Pindao et al. 2002; Fernandes et al. 2004; Bresolin et al. 2005) muestran que los progenitores de las estrellas WR deben ser más masivas que al menos 60  $M_{\odot}$ . Estos estudios también parecen sugerir que la IMF es de tipo Salpeter (Fernandes et al. 2004).

Así, el número de estrellas WR con respecto a estrellas masivas depende fuertemente de la metalicidad. Los modelos teóricos también predicen que, fijada la metalicidad, el cociente WR/O varía fuertemente con *la edad* del *starburst* (Maeder y Meynet 1994; Schaerer y Vacca, 1998). El valor máximo de este cociente decae desde 1 a 0.02 al incrementarse la metalicidad desde  $Z_{\odot}$  a  $Z_{\odot}/50$  (Guseva et al. 2000). De forma similar, la duración de la fase WR en el *starburst* también decae al bajar la metalicidad. Así, es de esperar que el número de galaxias de metalicidad muy baja con poblaciones de estrellas WR sea bajo.

## 4.4 Interacciones entre galaxias y actividad *starburst*

Uno de los aspectos más discutidos sobre las galaxias H II es el mecanismo disparador de los violentos brotes de formación estelar que se observan en ellos. Desde el descubrimiento del fenómeno *starburst* por Sargent y Searle (1970), se han realizado numerosos estudios para intentar comprender los procesos que disparan las galaxias *starbursts*. Los ritmos de formación estelar estimados en estos objetos son tan elevados que el material disponible para la creación de nuevas estrellas se consumiría en un tiempo muy pequeño comparado con la edad del Universo. Este problema es aún más evidente en las galaxias enanas. Sin embargo, los episodios de formación estelar muestran una gran variabilidad en duración, oscilando entre los  $10^7 - 10^8$ años (Rieke y Lebofsky 1985) hasta más de  $10^9$  años (Hunter y Gallagher 1985). De hecho, la edad de los brotes y la de la galaxia en la que se encuentran es también un problema controvertido. El conocimiento tanto del mecanismo disparador como de la edad de los *starbursts* ayudaría a conocer la evolución de las galaxias.

En las últimas décadas se han incrementado las evidencias observacionales de que las interacciones de galaxias juegan un papel fundamental en el disparo de los *starbursts* encontrados tanto en galaxias espirales (Koribalski 1996, Kennicutt 1998) como en galaxias enanas e irregulares. Las interacciones inducen profundas transformaciones morfológicas y cinemáticas en las galaxias, dirigiendo su destino final (e.g., Yun et al. 1994; Iglesias-Páramo y Vílchez, 1999; Verdes-Montenegro et al. 2001,2002,2005; Williams et al. 2002, Koribalski et al. 2003,2004,2005; López-Sánchez et al. 2003,2004a,b,2006; Temporin et al. 2003,2005; Pompei et al. 2006). Por lo tanto, las interacciones y las fusiones de galaxias son fundamentales para obtener un conocimiento completo de la evolución y formación de las galaxias.

Las galaxias en interacción poseen mayor emisión en prácticamente todas las frecuencias: emisión en rayos-X suaves (e.g., Read y Ponman 1998), emisión en  $\mathrm{Uv}$ 

(Petrosian et al. 1978), emisión en H $\alpha$  (e.g., Balzano 1983; Kennicutt et al. 1987; Bushouse 1987; Barton et al. 2000), emisión en FIR (e.g., Lonsdale et al. 1984; Young et al. 1986; Heckman et al. 1986; Solomon y Sage 1988) y mayor emisión de continuo radio (e.g., Hummel 1981; Condon et al. 1982; Hummel et al. 1990).

La primera evidencia uniendo la interacciones de galaxias con la actividad de formación estelar fue proporcionada por Morgan (1958), quien observó puntos calientes en galaxias. Un año despues, Vorontson-Velyaminov (1959) publicó el primer catálogo de galaxias interactuantes, que fue seguido por el famoso Atlas of Peculiar Galaxies desarrollado por Arp (1966). Analizando ambos catálogos, Sérsic y Pastoriza (1967) encontraron que la mayoría de las galaxias con puntos calientes tenían colores muy azules en sus centros. La hipótesis de que las fuerzas de marea en galaxias interactuantes podrían disparar los brotes de formación estelar fue formulada por primera vez por Larson y Tinsley (1978). Observaciones en infrarrojo confirmaron la existencia de starbursts muy intensos en fusiones disco-disco mayores (Joseph y Wright 1985). Desde entonces, las fusiones se han asociado a las luminosidades infrarrojo extremas vistas en LIRGS (e.g., Soifer et al. 1984; Armus et al. 1987; Sanders y Mirabel 1996; Genzel et al. 1998), incrementando la fracción de galaxias en interacción y (en los casos más extremos) de fusiones con la luminosidad en FIR (Sanders 1997), siendo ésta una medida directa del SFR (ver §4.5). Alrededor del 10% de las galaxias con luminosidades en FIR inferiores a  $10^{11} L_{\odot}$  se encuentran en sistemas en interacción/fusión. Para luminosidades de unos  $10^{12}~L_{\odot}$ , esta fracción alcanza prácticamente el 100%. No obstante, este número es un límite superior a la proporción de starbursts, dado que una fracción desconocida de galaxias ultraluminosas está alimentada por un AGN (Schaerer 1999).

La sugerencia de que la interacción gravitatoria (no necesariamente fusión) entre galaxias conduce a elevar la formación estelar o incluso provocar la actividad *starburst* se formuló poco después del descubrimiento del fenómeno. El estudio de Larson y Tinsley (1978) comparando una muestra de galaxias normales y peculiares (Arp) demostró que la formación estelar reciente (escala de tiempo de  $\sim 10^8$  a) ocurre más fácilmente en galaxias interactuantes. En los últimos años, numerosos estudios morfológicos de galaxias individuales han revelado los restos fósiles de actividad de interacción/fusión. Más recuentemente, análisis involucrando cartografiados de galaxias (e.g., CfA2: Barton et al. 2000; 2dF: Lambas et al. 2003; SDSS: Nikolic et al. 2004) han proporcionado nuevas evidencias de la conexión entre la actividad *starburst* y las interacciones entre galaxias.

#### 4.4.1 *Starbursts* inducidos por fusiones de galaxias

Actualmente, el escenario de fusión de galaxias más aceptado es el basado en la Secuencia de Toomre (1977), según el que dos galaxias de tipo disco pierden su momento angular y energía orbital mutua desarrollando rasgos de marea y/o un halo oscuro extendido que luego colapsa en una única galaxia. Las interacciones gravitatorias destruyen los discos galácticos y crean barras en el gas y entre las estrellas, que frenan su movimiento y provocan la caída del gas hacia las regiones internas. Se han encontrado evidencias de flujos de gas caliente y frío en galaxias interactuantes (e.g., Combes et al. 1994; Hibbard y van Gorkom 1996; Georgakakis et al. 2000; Chen et al. 2002; Marziani et al. 2003; Rampazzo et al. 2005). El incremento de la presión del gas dispara la formación estelar (Noguchi 1988; Hernquist 1989; Barnes y Hernquist 1991), creándose starbursts de escalas de kpc inducidos por la interacción (e.g., Bushouse 1987; Kennicutt et al. 1987; Iono et al. 2004; Springel y Hernquist 2005). La intensidad de los starbursts depende de factores tales como la presencia o ausencia de un bulbo central (Mihos y Hernquist 1996) o la geometría del encuentro (Barnes y Hernquist 1996), pero también de detalles a pequeña escala (ver Schweizer 2005 para una revisión). Los choques en el gas también afectan a la distribución espacial de la formación estelar (Barnes 2004) y convierten rápidamente las nubes moleculares gigantes en estrellas y cúmulos estelares (Jog y Solomon 1992; Elmegreen y Efremov 1997). De hecho, cada vez existen más evidencias observacionales que sugieren que los cúmulos de estrellas masivas y, en concreto, los cúmulos globulares, se crean en gran número durante las fusiones de galaxias (Schweizer 1987; Holtzman et al. 1992; Whitmore et al. 1993; Barnes 2004). Además, los flujos de gas a gran escala combinados con los brotes centrales de formación estelar podrían explicar la transformación de estas galaxias en fusión en galaxias elípticas (e.g. Kauffmann et al. 1993; Kobayashi 2004; Springel et al. 2005; Nagashima et al. 2005).

Sin embargo, no todas las galaxias *starbursts* muestran evidencias de fenómenos de interacción o fusión. En algunos casos, quizás la galaxia compañera interactuante no es detectada, pero esto no se aplica a todas las galaxias *starbursts* aisladas. Consecuentemente, los *starbursts* no están únicamente relacionados con los efectos dinámicos entre galaxias, sino que se requieren otros procesos internos que los sostengan. Los dos procesos más probables capaces de transformar el frío gas molecular en regiones de formación estelar son inestabilidades en las barras nucleares (Shlosman 1990) y la inyección de energía al ISM a partir de vientos de estrellas masivas y explosiones de supernova (Heckman et al. 1990).

#### 4.4.2 Galaxias enanas de marea

Las interacciones y colisiones entre galaxias ricas en gas también expulsan material al medio intergaláctico como consecuencia de las fuerzas de marea. Aunque Zwicky (1956) ya predijo la formación de objetos auto-gravitantes en colas de marea, Toomre (1970) y Toomre y Toomre (1972) fueron los primeros autores en apuntar que las interacciones gravitatorias entre galaxias disco podían generar rasgos de marea. Sin embargo, en muchas ocasiones estas extensiones gaseosas no se observan en imágenes ópticas sino únicamente en mapas de HI (e.g., Combes 1978; Haynes et al 1979; Yun et al. 1994; Hibbard y van Gorkom 1996; Kaufman et al. 1997; Duc et al. 1997). Mapas detallados en HI de sistemas en interacción muestran que una fracción importante de la componente gaseosa ha sido expedida durante estas colisiones. Aunque el gas caerá probablemente en la galaxia progenitora, una fracción significativa podría permanecer independiente durante 1-10 Ga (Hibbard y Mihos 1995).



FIGURA 4.4: Arp 188, la galaxia del Renacuajo (*Tadpole Galaxy*), mostrando su larga cola de marea y candidatos a TDGs con formación de estrellas masivas. Imagen realizada por el autor en colaboración con J. García-Rojas (IAC), C. Esteban (IAC) y J. Hibbard (NRAO) combinando exposiciones en filtros V(azul), R (verde) y H $\alpha$  (rojo).

Las galaxias enanas de marea (TDGS, *Tidal Dwarf Galaxies*) son condensaciones localizadas entre el material lanzado al medio intergaláctico (Okazaki y Taniguchi 2000; Duc et al. 2000; Iglesias-Páramo y Vílchez 2001; Weilbacher et al. 2003). Muchas de las condensaciones encontradas al final de largas colas estelares (por ejemplo, en la *Galaxia del Renacuajo*, ver Figura 4.4) muestran formación estelar (Iglesias-Páramo y Vílchez 2001, Hibbard y Barnes 2004) con ritmos de formación estelar tan elevados como los encontrados en BCDGs, e incluso poseen supercúmulos de estrellas recién nacidas (Tran et al. 2003; Saviane, Hibbard y Rich 2004). Las TDGs nos permiten observar en objetos del universo local procesos similares a los que ocurrieron en el universo muy temprano, aportando pistas vitales sobre la formación y la evolución de las galaxias (Kauffman y White, 1993).

Como las TDGs se forman a partir del material previamente existente en los discos de las galaxias espirales progenitoras, apenas deberían contener materia oscura (DM), al contrario de lo que ocurre en las galaxias enanas primigenias. Sin embargo, los pocos datos disponibles hasta la fecha (Mendes de Oliveira et al. 2001, Temporin et al. 2003) sugieren justo lo contrario: la masa de los candidatos a TDGs es mucho mayor de la esperada por la población estelar subyacente, sugiriendo la existencia de una componente de DM en los discos progenitores. Sin embargo, los efectos de proyección pueden elevar los valores cinemáticos, sobre todo al principio y al final de las colas de marea (Hibbard y Barnes 2004), por lo que este análisis debe hacerse en regiones intermedias.

La metalicidad del gas en las TDGs es del orden de la típica de la galaxia padre (Weilbacher et al. 2003), en contra de la baja metalicidad encontrada en galaxias enanas (Duc et al. 2000). La metalicidad de las galaxias disco normales está fuertemente correlacionada con su masa. No obstante, se suele emplear la luminosidad en lugar de la masa dado que el cálculo de ésta es mucho más difícil. Para galaxias enanas también parece observarse una relación entre la luminosidad y la metalicidad. Richer y McCall (1995) obtuvieron la siguiente relación entre la magnitud absoluta en B y la abundancia de oxígeno para galaxias enanas irregulares (considerando  $M_B \ge -18$ , la definición más común de una galaxia enana):

$$12 + \log \frac{O}{H} = (5.67 \pm 0.48) + (-0.147 \pm 0.029) \times M_B.$$
(4.1)

Esta relación es muy útil para esclarecer la procedencia externa o de marea de los objetos candidatos a TDGS (Duc y Mirabel, 1998; Duc et al. 2000; López-Sánchez et al. 2004a,b) pues estos objetos no tienen por qué seguirla. Weilbacher et al. (2003) obtuvieron un valor medio de  $12 + \log(O/H) = 8.34 \pm 0.14$  para su muestra de candidatos a TDGS. Otras relaciones entre la luminosidad y la metalicidad han sido propuestas por Salzer et al. (2005) y Mendes de Oliveira et al. (2006), involucrando también luminosidades en NIR.

No obstante, para confirmar definitivamente si un nudo en una cola es una TDG debe medirse su distribución de velocidad para determinar si se encuentra desacoplado del movimiento de la cola y, en el más favorable de los casos, rotando (Weilbacher et al. 2003). Como vemos, actualmente muchas cuestiones clave sobre las TDGs no tienen una respuesta clara. Reconstruir la evolución de los TDGs es un problema difícil que requiere observaciones multifrecuencias y simulaciones numéricas detalladas (Bournaud y Duc 2006).

#### 4.4.3 La importancia de las galaxias enanas

Las galaxias enanas permiten estudiar los procesos de formación estelar, las poblaciones estelares y la evolución química en ambientes distintos a los observados en galaxias más masivas. Las galaxias enanas cercanas son de especial importancia por su proximidad y baja metalicidad, ya que sirven como patrones locales de las poblaciones de galaxias enanas más ricas y distantes encontradas a altos desplazamientos al rojo, que se cree jugaron un papel muy importante tanto en el proceso de la formación de la estructura a gran escala como en la evolución química del Universo. Las galaxias enanas constituyen el grueso de galaxias en el volumen local por número, estando a veces dominadas por materia oscura (Mateo 1998). Simulaciones recientes sugieren que el retorno de los metales al medio intergaláctico es más efectivo en las galaxias de baja masa (e.g., Mac Low y Ferrara 1999). Estudios observacionales multifrecuencia de sistemas cercanos con formación estelar permiten comprobar las teorías sobre el ciclo completo de la evolución estelar, desde el nacimiento de las estrellas en las frías nubes moleculares al gas caliente emisor en rayos-X creado en las regiones starbursts masivas. Los modelos jerarquizados de formación de galaxias (Kaufmann et al. 1997; Springel et al. 2005) predicen que la mayoría de las galaxias se han formado a partir de fusiones de pequeñas nubes de gas protogaláctico. En este sentido, estudios de BCDGs deficientes en metales e inmersas en nubes de HI supuestamente primordiales proporcionan pistas sobre el disparo y la juventud de las galaxias (Thuan et al. 1995; Izotov y Thuan 1999), aunque la mayoría de ellas muestran una componente subyacente estelar vieja (Noeske et al. 2003).

En las galaxias enanas, los fenómenos *starbursts* no pueden entenderse con la teoría onda-densidad por sus bajas masas, siendo necesario recurrir a otros mecanismos. Uno de las ideas alternativas propuestas para la formación de *starbursts* de gran escala es la compresión por choques debidos a la pérdida de masa originada por vientos galácticos, seguidos del subsiguiente enfriamiento del medio. Esta teoría predice un comportamiento intermitente de los brotes en galaxias enanas seguido de largos períodos de inactividad (Thuan 1991; Hirashita 2000). Sin embargo, otros autores han propuesto que las interacciones de galaxias son el mecanismo disparador de la formación estelar masiva en galaxias enanas (Sanders et al. 1988). En estos casos, las interacciones no suelen producirse con galaxias gigantes cercanas (Campos-Aguilar et al. 1993; Telles y Terlevich 1995), sino con galaxias de bajo brillo superficial (Wilcots et al. 1996; Méndez y Esteban 2000; Noeske et al. 2001) o nubes de HI (Taylor et al. 1996; Thuan et al. 1999; van Zee et al. 2001).

La juventud e intensidad de los brotes donde se observa el rasgo WR hace que estos sistemas sean unos objetos ideales para buscar el probable mecanismo disparador de la formación estelar en galaxias enanas. Si un objeto compañero externo ha inducido la formación estelar, debería encontrarse cerca del brote y su interrelación probablemente sería aún evidente. Una vez iniciado, la evolución del *starburst* depende de los detalles de su interacción con el ambiente galáctico.

Estudiando una muestra de galaxias WR, Méndez (1999) realizó un estudio sistemático de 13 galaxias WR extraíadas del primer catálogo de galaxias WR (Conti, 1991), encontrando que 7 de ellas estaban claramente interactuando y que otras 4 mostraban rasgos de una posible interacción. Por ejemplo, Méndez (1999) encontró un puente entre dos galaxias (Zw 0855+06) y varios candidatos a colas de marea (Mkn 8, Tol 35 y He 2-10). Esto permitió que Méndez y Esteban (2000) sugirieran, por primera vez, que las interacciones con o entre objetos enanos podrían ser el principal mecanismo disparador de la formación estelar en galaxias enanas, especialmente en aquéllas en las que el rasgo WR es detectado. Estos autores también apuntaron que la naturaleza interactuante y/o de fusión en las galaxias WR sólo puede detectarse cuando se disponen de imágenes profundas y espectros de alta resolución.

Así, el presente trabajo es, en cierta forma, una extensión del estudio efectuado por Méndez (1999). El objetivo principal es realizar un análisis morfológico y espectroscópico profundo de una muestra de 20 galaxias WR extraídas del catálogo de Schaerer et al (1999), muchas de ellas enanas, para buscar rasgos de interacción (plumas, colas de marea, fusiones, arcos de material, objetos con distintas metalicidades, TDGs, cinemáticas perturbadas...) en ellas y así comprobar la importancia de dichas interacciones (o de otros mecanismos) en el disparo de la formación estelar masiva. Además, nuestros datos serán también utilizados para analizar las poblaciones estelares y estimar el ritmo de formación estelar en estos sistemas.

## 4.5 El ritmo de formación estelar

La determinación del ritmo de formación estelar (SFR, star formation rate) proporciona pistas importantes sobre la naturaleza, formación y evolución de las galaxias. Kennicutt (1998) presentó una revisión de las propiedades de la formación estelar a lo largo de la secuencia de Hubble para comprender la evolución global de las galaxias, estudiando por separado los casos de la formación estelar en discos y en núcleos de galaxias. El SFR absoluto en galaxias muestra un gran rango de valores, desde virtualmente cero en las elípticas pobres en gas y galaxias S0 hasta ~20  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup> en galaxias espirales ricas en gas. Valores mucho más altos, hasta ~100  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup>, pueden encontrarse en algunas galaxias *starbursts* brillantes, e incluso pueden encontrarse SFRs tan altos como 1000  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup> en algunas LIRGs. Los mayores ritmos de formación estelar están asociados casi siempre con fuertes interacciones de marea y fusiones de galaxias.

Las estimaciones del SFR son vitales no sólo para comprender las galaxias locales sino también para entender las galaxias formadas en el universo primitivo. En este sentido, los estudios de SFRs en galaxias *starbursts* ayudan a conectar la formación estelar en el universo primitivo con las galaxias de bajo desplazamiento al rojo (Madau et al. 1996). De hecho, la determinación de la historia de formación estelar del Universo desde la primera generación de estrellas hasta el presente fue uno de los mayores logros conseguidos en la última década (Madau et al. 1996; Calzetti 1999). Mientras que la relación entre el SFR medio y el desplazamiento al rojo sugiere un proceso de formación estelar global y suave, una fracción significativa de estrellas se han formado en eventos cortos y esporádicos. Como se comentó con anterioridad, los *starbursts* suponen alrededor del 25% de toda la formación estelar en el universo local (Heckman 1997), pero esta fracción podría ser mucho mayor en el universo primitivo. Por lo tanto, el estudio de galaxias *starbursts* locales puede ayudar a entender también los procesos de la formación estelar en el universo distante.

Sin embargo, incluso en las galaxias cercanas, el cálculo del SFR no es fácil, y métodos diferentes proporcionan estimaciones distintas. Uno de los problemas básicos es el desconocimiento de los efectos del oscurecimiento por polvo, que es especialmente importante en las regiones de formación estelar y en las galaxias *starbursts* (Calzetti 2001). Los SFRs se han determinado a través de una variedad de técnicas muy heterogénea empleando todas las longitudes de onda, desde los rayos-X a las ondas de radio, aunque no existe ningún artículo concreto que recopile todos ellos de una forma práctica. En el **Apéndice C** recopilamos las técnicas más importantes para determinar el SFR en galaxias *starburst*, comentando brevemente sus ventajas y desventajas. Estas calibraciones serán empleadas con posterioridad para determinar el SFR en la muestra de galaxias WR analizadas en esta tesis.

## 4.6 Cómo distinguir starbursts de Agns

Existen varios métodos prácticos para distinguir si una región con formación estelar intensa en una galaxia es un *starburst* propiamente dicho o un núcleo activo de galaxia (AGN). Los principales métodos son los siguientes:

- 1. Estudio de la FWHM de las líneas de emisión observadas en los espectros: las anchuras típicas de las líneas en regiones H II y galaxias *starburts* tienen valores hasta los  $\sim$ 300 km s<sup>-1</sup> (corregidos por ensanchamiento instrumental), mientras que el rango de valores en la FWHM de los AGNS está entre 350 y 550 km s<sup>-1</sup> (Véron et al. 1997).
- 2. La posición de los datos observacionales de cocientes de líneas de emisión sobre los diagramas de diagnóstico de Dopita et al. (2000) y Kewley et al. (2001) (ver §3.8): los AGNS se localizan alrededor de  $\log([O III]/H\beta) \sim 1$ ,  $\log([N II]/H\alpha) \sim 0.1$  y  $\log([S II]/H\alpha) \sim -0.2$  (Veilleux y Osterbrock 1987), mientras que los *starbursts* suelen seguir los modelos teóricos.
- 3. Condon (1992) encontraron que el cociente entre la luminosidad en FIR y en radio puede emplearse para distinguir *starbursts* de las galaxias activas (AGNs o galaxias Seyfert). Así, se definió el parámetro q de la forma

$$q \equiv \log \frac{F_{FIR}(W \text{ m}^{-2}) / 3.75 \times 10^{12} \text{ Hz}}{S_{1.4 \text{ GHz}} (W \text{ m}^{-2} \text{ Hz}^{-1})}.$$
(4.2)

El valor medio de este parámetro es  $< q > = 2.34 \pm 0.19$  (Condon et al. 1992). Las galaxias con q < 1.8 tienen una luminosidad en radio 3 veces superior a la media de las galaxias con formación estelar, por lo que estos objetos estarían alimentados por un AGN.

4. Por último, las galaxias starbursts siguen una correlación entre la emisión en FIR y el continuo de radio. Las dos expresiones analíticas empleadas comunmente son las dadas por Condon et al. (1991) entre la luminosidad total en FIR y la luminosidad a 1.49 GHz,

$$\log L_{1.49\,\text{GHz}}(\text{W Hz}^{-1}) = 1.1 \log L_{FIR} \ (L_{\odot}) + 10.45, \tag{4.3}$$

y la relación ofrecida por Yun et al. (2001) entre la luminosidad a 60  $\mu$ m y  $L_{1.49\,{
m GHz}},$ 

$$L_{1.40\,\text{GHz}} (W \text{ Hz}^{-1}) = 10^{12} L_{60 \ \mu m} (L_{\odot}).$$
(4.4)

Estas relaciones también indican formación de estrellas masivas (Popescu et al. 2000). Recientemente, Hunt et al. (2005) encontraron que estas relaciones no parecen aplicarse muy bien en galaxias de baja metalicidad o en galaxias starbursts muy jóvenes.  $L_{60 \, \mu m}$  puede determinarse en unidades solares a partir del flujo a 60  $\mu$ m,  $f_{60}$ , usando la expresión (Yun et al. 2001)

$$\log L_{60\,\mu m} = 6.014 + 2\log D + \log f_{60}. \tag{4.5}$$

## 4.7 Modelos teóricos de síntesis espectral

Como ya se ha comentado, los modelos teóricos de síntesis de poblaciones es una herramienta muy poderosa a la hora de estudiar poblaciones estelares en diversos ambientes (e.g. Worthey 1994; Fioc y Rocca-Volmerange 1997; Leitherer et al. 1999; Bruzual y Charlot 2003; Robert et al. 2003). El principal objetivo es deducir las propiedades globales de poblaciones estelares no resueltas espacialmente, como la edad, la masa o la metalicidad, comparando los datos observacionales con las predicciones teóricas. El desarrollo de los códigos de síntesis evolutivos en la última década ha mejorado considerablemente nuestro conocimiento sobre las galaxias. Con la llegada de la nueva generación de telescopios (Keck, Gemini, GTC, JWST y ALMA), esta técnica será fundamental para entender las galaxias distantes y su evolución a través del tiempo cósmico. Sin embargo, como apuntó Garnett (2004), a pesar de los grandes avances en los modelos, el ajuste entre las trazas evolutivas estelares y los tipos espectrales deben ser todavía refinados. Por ejemplo, los modelos estadísticos presentados por Cerviño et al. (2002) indicaban limitaciones para los modelos de síntesis de poblaciones, destacando que sólo son aplicables para sistemas con masas superiores a  $10^4 M_{\odot}$ .

En esta sección presentamos las características más importantes de varios modelos de síntesis espectral, centrándonos en la determinación de las edades de las poblaciones estelares y en el cálculo de las poblaciones de estrellas O y WR en *starbursts* jóvenes, y que posteriormente aplicaremos a nuestra muestra de galaxias.

# 4.7.1 Modelos de poblaciones de estrellas O y WR en *starbursts* de Schaerer y Vacca (1998)

Los primeros modelos que intentaron cuantificar las poblaciones de estrellas WR en starbursts fueron los desarrollados por Arnault, Kunth y Schild (1973), quienes encontraron que la formación estelar ocurre sólo durante un corto período de tiempo comparado con el tiempo de vida de las estrellas masivas y que el cociente entre las intensidades del WR bump y la línea de H $\beta$  decrece con la metalicidad. Los modelos de Mas-Hesse y Kunth (1991), actualizados por Cerviño y Mas-Hesse (1994), fueron los primeros en determinar la población de estrellas WR, pero su método presentaba dificultades al no poder separar las líneas de emisión estelares del WR bump azul, que además se encuentran mezcladas con líneas de emisión nebulares cercanas de Fe, He y Ar. Krüger et al. (1992) sintetizaron separadamente las líneas de HeII y C<sub>III/IV</sub> 4650 Å para resolver este problema. Meynet (1995) estudió el efecto de variar el ritmo de formación estelar, la función inicial de masas, la edad o la metalicidad en las poblaciones de estrellas masivas. Aunque los completos modelos de Leitherer y Heckman (1995) incluían un tratamiento detallado de estrellas O y WR, no conseguían aún predecir algunos rasgos observacionales de estrellas WR. Lo mismo ocurría con los modelos evolutivos de García-Vargas, Bressan y Díaz (1995).

Schaerer y Vacca (1998) usaron los últimos modelos de evolución estelar disponibles hasta la fecha, espectros estelares teóricos y una recopilación de las intensidades de las líneas de emisión observadas en estrellas WR para construir modelos de síntesis evolutivos en *starbursts* jóvenes. Distinguen explícitamente entre varios subtipos de estrellas WR (WN, WC, WO), cuya frecuencia relativa depende fuertemente de la metalicidad, y tratan a las estrellas O y Of independientemente. Calculan el número de estrellas O y WR producidas durante un *starburst* y predicen las intensidades de las líneas de emisión UV y ópticas tanto para las líneas estelares WR como para las principales líneas de emisión nebulares de hidrógeno y helio en función de varios parámetros relacionados con el episodio de formación estelar.

#### Descripción de los modelos

Como en la mayoría de los modelos de síntesis de poblaciones, Schaerer y Vacca (1998) suponen que la evolución estelar está suficientemente bien descrita por modelos evolutivos de estrellas individuales, pero también presentan cálculos en los que se incluye la contribución de estrellas binarias. Para la evolución de estrellas individuales usan las trazas evolutivas del grupo de Ginebra, que incorporan cinco metalicidades diferentes entre Z=0.001 y Z=0.04 (Meynet et al. 1994). Para estrellas masivas usan modelos que incorporan ritmos de pérdida de masa dos veces superiores a anteriores modelos evolutivos, reproduciendo así un gran número de observaciones de estrellas masivas y el cociente WR/O en regiones de formación estelar constante (Maeder y Meynet 1994). Como vimos en §2.3.4, el mecanismo principal para la formación de estrellas WR a bajas metalicidades es la transferencia de masa producida durante la evolución de binarias masivas, creándose principalmente estrellas WN de tipo temprano (Maeder 1982; Maeder y Meynet 1994). Una vez determinado el número total y relativo de estrellas WR en función de la edad, se estudia su impacto sobre cantidades observables como las líneas de recombinación, las líneas nebulares más brillantes o los rasgos propios de estrellas WR.

Para describir la evolución espectral se usaron tres grupos de modelos teóricos:

- 1. Para la evolución de estrellas masivas  $(M \ge 20M_{\odot})$  en la secuencia principal, se usaron los espectros producidos por los modelos CoStar de Schaerer et al. (1996a,b) y Schaerer y de Koter (1997), que combinan estructura estelar y atmósfera, efectos de no-LTE (*No Equilibrio Termodinámico Local*), *line blanketing* y vientos estelares, cubriendo todas las estrellas de tipo O.
- 2. Para estrellas con M < 20  $M_{\odot}$  usan los modelos de Kurucz (1992) que adoptan una atmósfera plano paralela en LTE con *line-blanketing* y v<sub>tur</sub>= 2 km s<sup>-1</sup>.
- 3. Las estrellas en la fase WR son descritas mediante los modelos de expansión esférica en no-LTE de Schmutz, Leitherer y Gruenwald (1992).

Además del continuo estelar se incluyó el continuo nebular porque su contribución no es despreciable si existen estrellas calientes. Se supuso un gas ionizado con temperatura electrónica de  $T_e$ =10000 K, densidad electrónica de  $N_e$ = 100 cm<sup>-3</sup> y una abundancia de helio del 10% de la de hidrógeno.

Se supone que el tiempo que dura la formación estelar es muy corto comparado con los tiempos evolutivos de estrellas masivas. El caso ideal es suponer un brote


FIGURA 4.5: (*Izquierda*) Evolución de la anchura equivalente de H $\beta$  para un brote instantáneo dada la metalicidad ( $Z_{\odot}=0.020$ ) según los modelos de Schaerer y Vacca (1998). (*Derecha*) Evolución del parámetro  $\eta_0(t)$  para cada una de las metalicidades estudiadas en los modelos con brotes estándares de formación estelar.

instantáneo, en el que toda la formación estelar ocurre en t = 0. Los parámetros que definen la población del brote son: la metalicidad inicial, la función inicial de masas y la masa total de estrellas formadas durante el brote (parámetro que sólo sirve de normalización). Se supone una IMF de Salpeter (1955) entre  $M_{low}=0.8 M_{\odot}$  y  $M_{up}=120 M_{\odot}$ .

#### Evolución de las líneas nebulares

Los modelos usan como referencia las líneas de recombinación del hidrógeno, especialmente H $\beta$ . Sus luminosidades proporcionan una estimación del flujo ionizante presente (en el caso de una nebulosa limitada por radiación) y sus anchuras equivalentes pueden usarse como indicadores precisos de la edad de la población. Dottori (1981) fue el primero en usar la anchura equivalente de H $\beta$  con este propósito. En la Figura 4.5 (izquierda) representamos la evolución temporal de  $W(H\beta)$  para todas las metalicidades disponibles con los modelos. Schaerer y Vacca (1998) también proporcionan la evolución de líneas anchas de emisión estelar, como HeII 4686 Å, HeII 1640 Å, ambos WR *bumps*, la combinación nebular y estelar de la emisión de HeII 4686 Å y las componentes anchas de H $\alpha$  y H $\beta$ .

#### Líneas de emisión WR

Para predecir las líneas de emisión estelares anchas de WR, los autores recopilaron los flujos medios de estrellas Of, WNE, WNL, WC y WO y las líneas más fuertes de H, He, C y N en los rangos UV y óptico: He II 1640 Å, N III/V 4640 Å, C III/IV

4650 Å, HeII 4686 Å, HeII +H $\beta$  4861 Å, HeII +CIV 5411 Å, CIII 5696 Å, CIV 5808-5812 Å y HeII +H $\alpha$  6560 Å. Por comparación con modelos previos también sintetizan los dos WR *bumps*: NIII/V +CIII/IV + HeII a 4650 Å y CIV 5808Å. Para estrellas Of y WN usan como referencia el flujo absoluto de HeII 4686 Å, calculando el resto de las líneas relativo a este valor. Para estrellas WC y WO, usan la línea de CIV 5808 Å como línea de referencia. Las clases espectrales finalmente consideradas (O, Of, WNL, WNE y WC/WO) están definidas según la abundancia química superficial y la temperatura efectiva a partir de los modelos evolutivos.

#### Cálculo de estrellas WR y O en regiones H II y starbursts

Para estimar el número de estrellas O presentes, supondremos que está relacionado directamente con la luminosidad de H $\beta$  observada (Vacca 1994). Considerando una región H II libre de polvo y limitada en radiación en el Caso B de recombinación, el flujo ionizante requerido para producir una luminosidad  $L(H\beta)$  es, en función del número total de fotones ionizantes de H,  $Q_0^{Total}$ ,

$$Q_0^{Total} = \frac{\alpha_B(\mathbf{H}^0)\lambda_{\mathbf{H}\beta}}{\alpha_{\mathbf{H}\beta}^{eff}hc}L(\mathbf{H}\beta).$$
(4.6)

Si la única fuente de ionización es la propia población estelar,  $Q_0^{Total}$  puede expresarse como el número de estrellas equivalentes de un subtipo dado. Se suele considerar el número de estrellas O7V equivalentes,  $N'_{O7V}$ , por lo que

$$Q_0^{Total} = N'_{O7V} Q_0^{O7V} \tag{4.7}$$

donde  $Q_0^{O7V}$  es la luminosidad del continuo de Lyman para una estrella O7V individual (ver Tabla 4.4). Vacca (1994) mostró que el número de estrellas ZAMS OV está relacionado con  $N'_{O7V}$ , definiendo el parámetro  $\eta_0$  como

$$\eta_0 \equiv \frac{N'_{O7V}}{N_{OV}}.\tag{4.8}$$

Sin embargo, como demostró Schaerer (1996), este procedimiento sólo es una buena aproximación del número real de estrellas O (para todas las luminosidades) hasta 2 – 3 Maños, sobreestimándolo para edades mayores. Así, Schaerer (1996) generalizó este parámetro introduciendo una dependencia temporal,

$$N_0 = \frac{Q_0^{Total}}{\eta_0(t)Q_0^{O7V}}.$$
(4.9)

Este parámetro también se tuvo en cuenta en los modelos evolutivos. En la Figura 4.5 (derecha) representamos la evolución de  $\eta_0(t)$  para cada una de las metalicidades estudiadas en los modelos suponiendo brotes instantáneos. Para valores de ZAMS,  $\eta_0(t=0)$ , concuerda bien con los resultados de Vacca (1994), puesto que se mantiene aproximadamente constante hasta los 2 Maños, cuando empieza a decaer como

TABLA 4.4: Contribución de una única estrella del tipo O7V, WNL y WCE a la luminosidad y fotones ionizantes de la línea de emisión usada para estimar su número en el brote. Datos extraídos de Schaerer y Vacca (1998).

| Estrella                 | Línea                                   | $Q_0^*$ (s <sup>-1</sup> )   | $L_{\lambda} \ (erg \ s^{-1})$  |
|--------------------------|---|--|---|
| O7V<br>O7V<br>WNL<br>WCE | Ηα<br>Ηβ<br>Ηε II 4686 Å<br>C IV 5808 Å | $1.00 \times 10^{49} \\ 1.00 \times 10^{49} \\ 1.70 \times 10^{49} \\ 3.00 \times 10^{49}$ | $\begin{array}{c} 1.36 \times 10^{37} \\ 4.76 \times 10^{36} \\ 1.70 \times 10^{36} \\ 3.00 \times 10^{36} \end{array}$ |

consecuencia de la desaparición de las estrellas más masivas. Para metalicidades bajas aparece un pico al comienzo de la fase rica en WR (t ~ 3 Ma). Aparece otro pico cuando el número de estrellas O cae a cero, pero para entonces este parámetro pierde su significado porque el flujo ionizante sólo proviene ahora de estrellas B tempranas o WR tardías que todavía pueden estar presentes. El valor concreto de  $\eta_0(t)$  puede obtenerse una vez estimada la edad del brote.

El método más empleado para determinar el cociente WR/O usa las intensidades de las líneas de H $\beta$  y He II 4686 Å. Supondremos que el número total de estrellas WR puede obtenerse a partir de una única línea de emisión,

$$N_{WR} = \frac{L_{obs}(\lambda_{WR})}{L_{WR}(\lambda_{WR})}$$
(4.10)

donde  $\lambda_{WR}$  representa una línea WR concreta y  $L_{WR}(\lambda_{WR})$  es la luminosidad de esta línea para una única estrella WR de un subtipo concreto. En nuestro caso, estudiamos la línea de HeII 4686 Å, suponiendo que sólo las estrellas WNL contribuyen a su luminosidad (Vacca y Conti 1992). El número de estrellas WR presentes es:

$$N_{WR} \equiv N_{WNL} = \frac{L_{obs}(\text{He II 4686})}{L_{WNL}(\text{He II 4686})},$$
(4.11)

sabiendo que una estrella WNL contribuye con una luminosidad de  $L_{WNL}$  (He II 4686)=1.70×10<sup>36</sup> erg s<sup>-1</sup> a la línea de He II 4686 (ver Tabla 4.4). Si las estrellas WCE estuvieran presentes se observaría la línea de C IV 5808 Å, pudiéndose entonces determinar la población de este subtipo de estrellas WR adoptando la Ecuación 4.10 con  $L_{WCE}$  (C IV 5808) =  $3.00 \times 10^{36}$  erg s<sup>-1</sup>. En este caso, deberíamos tener cuidado porque para conseguir el número real de estrellas WNL se debe restar la contribución de las estrellas WCE a la luminosidad de la línea He II 4686 Å. Un estudio así fue realizado por Guseva, Izotov y Thuan (2000) en el análisis de 39 galaxias WR. Un último aspecto importante a considerar es que la presencia de estrellas WR contribuye a la intensidad de la línea de emisión H $\beta$ , por lo que para determinar el número real de estrellas WR. La Ecuación 4.9 se modificaría según

$$N_0 = \frac{Q_0^{Total} - N_{WR} Q_0^{WR}}{\eta_0(t) Q_0^{07V}}$$
(4.12)

(Guseva et al. 2000), que es la que realmente usaremos para el análisis de las poblaciones estelares en los brotes donde se observen los rasgos WR.

Finalmente, Schaerer y Vacca (1998) presentan dos calibraciones del cociente WR/(WR+O) en función de la intensidad total del  $WR \ bump$  azul y de la anchura equivalente de la línea de emisión ultravioleta de He II 1640 Å:

$$\log \frac{WR}{WR+O} = (-0.11 \pm 0.02) + (0.85 \pm 0.02) \times \log \frac{WR \operatorname{Bump}}{H\beta}, \qquad (4.13)$$

$$\log \frac{WR}{WR+O} = (-1.31 \pm 0.03) + (1.52 \pm 0.05) \times \log[EW(\text{He II } 1640)].$$
(4.14)

La ventaja de usar esta segunda calibración es que es independiente de las líneas nebulares, pero su gran inconveniente es encontrarse en estas longitudes de onda tan cortas, sólo accesibles desde el espacio.

#### 4.7.2 Modelos de STARBURST 99

STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) es una extensa colección de modelos de síntesis cuyo objetivo es explicar las propiedades espectrofotométricas de galaxias con formación estelar. Como ya se ha comentado, en ausencia de un AGN, la mayoría de las propiedades radiativas de las galaxias con fuerte formación estelar vienen dadas por su contenido en estrellas masivas. Los modelos STARBURST 99 pueden aplicarse tanto a galaxias *starbursts* como a regiones H II o galaxias con formación estelar normal, como 30 Dor o M 33. Una de las grandes ventajas de estos modelos es que desde el momento de su publicación se han ido perfeccionando, incorporando poco a poco mejoras significativas en el tratamiento de la física de las galaxias con formación estelar. Además, pueden consultarse a través de internet<sup>5</sup>, donde incluso se permite acceder al código fuente y compilar distintos modelos con propiedades muy dispares.

En esta tesis, los modelos STARBURST 99 se emplearán esencialmente para comparar los colores ópticos y NIR observados en las galaxias con las predicciones teóricas, obteniendo así estimaciones de las edades de los brotes de formación estelar y de las poblaciones estelares presentes en cada sistema. También usaremos la anchura equivalente de las líneas de H $\alpha$  y H $\beta$  para estimar la edad del último brote de formación estelar. A continuación, describimos brevemente las propiedades básicas de estos modelos.

#### Descripción de los modelos

STARBURST 99 es una versión mejorada y extendida de trabajos previos publicados en varios artículos, destacando Leitherer y Heckman (1995). Se considera una ley de formación estelar involucrando brotes instantáneos o una formación estelar continua a ritmo constante. Los primeros se han normalizado a  $10^6 M_{\odot}$  de masa total,

<sup>&</sup>lt;sup>5</sup>http://www.stsci.edu/science/starburst99

mientras que los segundos tienen un ritmo de formación estelar de 1  $M_{\odot}$  año<sup>-1</sup>. Se proporcionan tres opciones para la IMF: la clásica de Salpeter (1955) con  $\alpha = 2.35$ entre  $M_{low}=1$   $M_{\odot}$  y  $M_{up}=100$   $M_{\odot}$ , IMF con  $\alpha = 3.35$  entre 1 y 100  $M_{\odot}$  y modelos con  $\alpha = 2.35$ ,  $M_{low}=1$   $M_{\odot}$  y  $M_{up}=30$   $M_{\odot}$ . STARBURST 99 incorpora originariamente los modelos de evolución estelar disponibles del grupo de Ginebra (Meynet et al. 1994, Schaller et al. 1992, Schaerer et al. 1993a, 1993b y Charbonnel et al. 1993) que contabilizan la pérdida de masa en estrellas WR. No obstante, las primeras versiones de los modelos no reflejaban correctamente las poblaciones de estrellas WR, siendo más fiables las predicciones dadas por los modelos de Schaerer y Vacca (1998). Sin embargo, este problema se solucionó en 2002, cuando se introdujeron modelos de atmósferas WR con *line-blanketing* y atmósferas de estrellas O en condiciones no-LTE (Smith, Norris y Crowther 2002). El conflicto a veces encontrado entre observaciones y modelos sugiere que es necesario emplear en los modelos nuevos ingredientes como la rotación, que induciría procesos de mezclado (Maeder 1995, Maeder y Meynet 2003).

Los modelos de STARBURST 99 disponen de cinco metalicidades: Z = 0.040, 0.020 ( $=Z_{\odot}$ ), 0.008, 0.004 y 0.001 y cubren un rango de edad entre  $10^6$  y  $10^9$ años. Se usan los modelos de atmósfera de Lejeune et al. (1997), que están optimizados para estrellas masivas pero que son menos fiables para edades avanzadas (especialmente en el infrarrojo cercano). No obstante, una nueva actualización efectuada en 2004 parece haber solventado este problema, al considerar las trazas evolutivas de estrellas de baja masa y viejas de Vázquez y Leitherer (2005), además de incorporar una librería con alta resolución espectral que cubre completamente el HRD (Martins et al. 2005). El continuo nebular se añadió a todas las cantidades espectrofotométricas pero no a las distribuciones de energía. En 2002 se combinaron los modelos de STARBURST 99 con el código de fotoinización MAPPINGS III (Kewley et al. 2001), lo que permite estimar una gran variedad de propiedades nebulares.

Leitherer et al. (1999) detallan muchas propiedades obtenidas con estos modelos, como las distribuciones espectrales de energía, los perfiles de líneas ultravioleta, las propiedades del ultravioleta lejano o el retorno de masa y energía. También proporcionan las luminosidades para 1500 Å y para los filtros de banda ancha B, V y K. Los colores en el óptico e infrarrojo cercano fueron calculados convolucionando las distribuciones de energía espectral con perfiles de los filtros. Los colores disponibles son (U - B), (B - V), (V - R), (V - I), (V - J), (V - H), (V - K) y (V - L). En ellos se incluye la contribución del continuo nebular, pero no el efecto de las líneas de emisión nebulares.

Además, STARBURST 99 incluye la predicción de las anchuras equivalentes de H $\alpha$ , H $\beta$ , Pa $\beta$  y Br $\gamma$  en función del tiempo. El continuo es tomado de los modelos de atmósferas y no incluye absorción estelar subyacente. También se tiene en cuenta el continuo nebular. Además de estas líneas de recombinación, se incluyen otras de diagnóstico relacionadas con estrellas fuera de la secuencia principal, como HeII 4686 Å (para tener en cuenta estrellas WR), [FeII] 1.26  $\mu$ m (para contabilizar las supernovas en *starbursts*) o el índice de CO 2.2  $\mu$ m (para estudiar las propiedades de RsG).

#### 4.7.3 Modelos de PEGASE.2

Los modelos PEGASE.2 (en francés, Project d'Etude des GAlaxies par Synthèse Evo*lutive*) son modelos evolutivos espectrofotométricos desarrollados por Fioc y Rocca-Volmerange (1997) para reproducir las propiedades de starbursts y galaxias más evolucionadas a lo largo de la secuencia de Hubble. Los modelos PEGASE.2 están, en principio, optimizados para NIR, incorporando parámetros de estrellas frías y trazas estelares que incluían el régimen de pulsos térmicos en la rama asintótica de las gigantes (TP-AGB) y la fase post-AGB dados por modelos de Padua (Bertelli et al. 1994). Incorpora también algoritmos que permiten seguir las rápidas fases de las RSGs y las AGBs en NIR. Además, se consigue un nexo excelente entre las propiedades en NIR y las encontradas en el óptico y en UV, de manera que los modelos presentan una distribución espectral de energía (SED) continua entre 220 Å y 5  $\mu$ m. Otra ventaja es que también calcula la componente estelar, tanto el continuo como la intensidad de las líneas de emisión más destacadas en los espectros de starburts en el rango óptico y NIR. Los modelos incluso permiten considerar extinción por polvo o correcciones cosmológicas para galaxias a alto z. Los modelos pueden descargarse en internet<sup>6</sup> y compilarse de múltiples maneras.

Los modelos de PEGASE.2 fueron ampliados en 1999 incorporando trazas evolutivas con metalicidad diferente a la solar, la librería de espectros estelares de Lejeune et al. (1997, 1998) y incluyendo cálculos de transferencia de radiación para modelar la extinción. Así, actualmente se disponen de metalicidades con valores Z = 0.1,  $0.05, 0.02 (=Z_{\odot}), 0.008, 0.004, 0.0004 y 0.0001$ , y se pueden seleccionar varias formas para la IMF (i.e., Salpeter 1995; Miller y Scalo 1979; Scalo 1998) con distintos valores de corte para obtener las poblaciones estelares. También se puede definir la forma de la transmitancia de los filtros anchos (Johnson, Sloan, Thuan y Gunn o WFPC2). Para calcular los espectros sintéticos (crear un *escenario*) se selecciona la metalicidad inicial del ISM, la forma del SFR, la forma de la extinción, la fase del sistema (una galaxia estable o en formación) e incluso la orientación de la galaxia. Una vez con los espectros sintéticos, se determinan los colores, luminosidades, SFR, el ritmo de supernovas o  $W(H\alpha)$ , entre muchas otras propiedades, de nuestro modelo.

En este trabajo, los modelos de PEGASE.2 serán usados esencialmente para estimar las edades de las poblaciones estelares, comparando los colores U - B, B - V, V - R, V - J, J - H y H - K observados (y ya corregidos por extinción según lo explicado en §3.10) con las predicciones teóricas dadas por los modelos. También veremos la correspondencia entre las predicciones de PEGASE.2 con las obtenidas por STARBURST 99, que en general concuerdan bien. Para ambos tipos de modelos, consideraremos los casos de un brote instantáneo, una IMF de Salpeter con límites de 0.1 y 100  $M_{\odot}$ , una masa total de 10<sup>6</sup>  $M_{\odot}$  y metalicidades  $Z/Z_{\odot}$ = 1, 0.4, 0.2 y 0.1. Una de las diferencias fundamentales entre los modelos STARBURST 99 y PEGASE.2 es que mientras los primeros están basados en las trazas de Ginebra, los segundos usan las isocronas de Padua incorporando TP-AGB.

En algunas ocasiones, especialmente para nuestro estudio de las poblaciones es-

<sup>&</sup>lt;sup>6</sup>http://www2.iap.fr/users/fioc/PEGASE.html

telares en IRAS 08339+6517 (ver Capítulo 8), también emplearemos los modelos de PEGASE.2 para conseguir una red de SEDs sintéticas, con las mismas características explicadas con anterioridad. El objetivo es obtener restricciones adicionales a las edades de la población estelar comparando con la forma de nuestro espectro observado.

#### 4.7.4 Modelos de fotoioniacion de regiones HII

Stasińska y Leitherer (1996) presentaron redes de modelos representando una región H II producida por un *starburst* que evoluciona en el interior de una nube de gas de la misma metalicidad. Estos modelos fueron mejorados por Stasińska, Schaerer y Leitherer (2001), quienes incluyen modelos de síntesis actualizados con atmósferas y trazas evolutivas más recientes [precisamente, utilizan los modelos de Schaerer y Vacca (1998) y STARBURST 99].

Las predicciones teóricas se obtuvieron combinando dos códigos independientes. Primero, se usó el código de síntesis de evolución estelar descrito por Leitherer, Robert y Drissen (1992) y Leitherer y Heckman (1995) siguiendo una IMF de Salpeter (1955) con  $M_{low}$ =0.8  $M_{\odot}$  y  $M_{up}$ =120  $M_{\odot}$  para obtener las distribuciones de energía. Se utilizaron los modelos de Maeder (1990) para la evolución estelar y los modelos de atmósferas de Kurucz (1992) para el campo de radiación, complementado con los modelos de Schmutz et al. (1992) de atmósferas en no-LTE y en expansión para las fases donde los vientos estelares son importantes. Los espectros sintéticos obtenidos fueron usados como entrada en el código de fotoionización PHOTO (Stasińska 1990), que también se usó para calcular la estructura de ionización de la nebulosa alrededor de un cúmulo de estrellas ionizantes. Los autores compararon los resultados obtenidos mediante el código PHOTO con otros códigos, destacando CLOUDY (Ferland, 1998), comprobando que los desacuerdos encontrados eran debidos básicamente al uso de distintos datos atómicos.

Un modelo de fotoionización se define por la distribución de densidad y la composición química del gas nebular y por el campo de radiación ionizante. Consideran tres valores para la masa inicial de los brotes de formación estelar,  $10^3$ ,  $10^6$  y  $10^9$   $M_{\odot}$ . Suponen que el gas nebular se encuentra distribuido esféricamente alrededor del cúmulo de estrellas ionizantes, con una densidad electrónica y un factor de llenado constante. Además, se obtuvieron modelos en los que se incluían esferas huecas de Strömgren para estudiar la sensibilidad de los resultados bajo distintas distribuciones de densidad. Los modelos tienen densidades electrónicas de  $N_e = 10$ , 200 y 1000 cm<sup>-3</sup>, abundancias de  $Z_{\odot}$ ,  $0.25Z_{\odot}$ ,  $0.1Z_{\odot}$  y  $0.025Z_{\odot}$  y no consideran efectos de polvo. La resolución temporal es de 1 Ma, estudiándose 10 pasos entre 1 y 10 Ma.

Los parámetros que más afectan a las propiedades de las líneas de emisión de las galaxias H II son la metalicidad y la edad del brote, aunque también es importante el parámetro de ionización. Con los resultados obtenidos crean diferentes diagramas de diagnóstico involucrando diferentes cocientes de líneas predichas por los modelos. En muchos de ellos usan como cronómetro la anchura equivalente de H $\beta$ , al disminuir monótonamente con la edad del brote. Este efecto es una combinación del descenso del número de fotones ionizantes y del aumento de la proporción de estrellas que contribuyen a la luminosidad del continuo en torno a H $\beta$ . Los autores usan las intensidades de las líneas más importante de oxígeno en función de la anchura equivalente de H $\beta$  para estudiar las propiedades de las galaxias H II y proponen como nuevo indicador de la edad del brote la anchura equivalente de la línea de [O III]  $\lambda$ 5007, que puede usarse incluso a mayores edades que la anchura equivalente de H $\beta$ . Este indicador podría ser muy útil para espectros de baja relación señal-a-ruido en galaxias con formación estelar a alto desplazamiento al rojo.

Los diagramas de diagnóstico obtenidos por Stasiñska y Leitherer (1996) y Stasiñska et al. (2001) se usaron para distinguir las regiones H II de las galaxias con núcleos activos, como ya se hizo en otros estudios (Veilleux y Osterbrock 1987 y Dopita et al. 2000). Como importante novedad, se encontró que las propiedades de las galaxias H II no se podían reproducir satisfactoriamente a través de *starbursts* simples rodeados por regiones H II limitadas en radiación y de densidad constante, sino que eran necesarias poblaciones estelares viejas para contabilizar el continuo óptico observado en estos sistemas, afectando a los cocientes entre las intensidades de las líneas de emisión y a las anchuras equivalentes de las líneas de recombinación del hidrógeno.

En esta tesis, usaremos los modelos de Stasiñska et al. (2001) para comparar los datos observacionales con el diagrama de diagnóstico que representa el flujo de la línea de  $[O III] \lambda 5007$  en función de  $W(H\beta)$ .

## 4.7.5 Modelos de espectros sintéticos de líneas de absorción de H Balmer y He<sup>I</sup>

Para nuestro estudio de la galaxia IRAS 08339+6517 (ver Capítulo 8) usaremos los modelos de espectros sintéticos de líneas de absorción de H Balmer y HeI proporcionados por González-Delgado et al. (1999) para estimar la edad de las poblaciones estelares existentes en la galaxia. Estos modelos de síntesis evolutivos predicen el espectro de una población estelar de metalicidad solar entre 3700 y 5000 Å. Están optimizados para galaxias con formación estelar y sintetizan los perfiles de las líneas de absorción de Balmer del H (desde H $\beta$  hasta H13) y varias líneas de helio neutro en el rango 3819 – 4922 Å para un brote con edades entre 1 y 1000 Ma. Supone distintas formas de la IMF y modelos con un único brote inicial o con formación estelar continua.

# Capítulo 5 : Observaciones, reducción y análisis de datos

No es mi intención aquí volver a contar lo difícil que es encontrar estrellas variables cefeidas en las junglas polvorientas de las galaxias espirales lejanas, o separar la señal del ruido cuando se llevan los detectores de los satélites hasta sus límites previstos y más allá, o cerrar las fugas en las cañerías que bombean helio sobreenfriado en el blindaje de un sistema de imagen electrónica unido al extremo de un telescopio de cuatro metros en la oscuridad helada de un observatorio en la cima de una montaña a las cuatro de la madrugada. Lo que quiero subrayar más bien es la forma en que los astrónomos actuales observan el cosmos y registran su movimiento. Esta empresa es importante por sí misma, como capítulo más excelso en la larga historia de la exploración humana.

Timothy Ferris, Informe Sobre el Universo

Por suerte o por desgracia, los tiempos rememorados en la cita que inicia este capítulo han pasado. Actualmente las observaciones astronómicas que se llevan a cabo en observatorios profesionales distan mucho a las descritas ahí: el astrónomo suele observar de forma mucho más cómoda y *caliente*, incluso remotamente desde un edificio cercano (como en los telescopios del Observatorio de Calar Alto) o, a través de *internet*, desde cualquier parte del mundo. Pero, sin duda, el elemento fundamental para la investigación de los objetos astronómicos es *conseguir observaciones astronómicas*<sup>1</sup>.

En este capítulo presento tanto las diversas observaciones astronómicas llevadas a cabo para la realización de esta tesis como los procedimientos empleados para la reducción y tratamiento de los datos.

<sup>&</sup>lt;sup>1</sup>No discutiré aquí sobre todo el proceso previo a la observación, esto es, el realizar una propuesta de observación para el telescopio e instrumento necesarios, que luego será evaluada por un comité de asignación de tiempo. Además, otra forma de conseguir datos observacionales puede ser usando bases de datos astronómicos (como 2MASS, SDSS, HST, etc) que hayan sido publicados libremente para el uso de la comunidad astronómica internacional. No obstante, no todas las investigaciones en Astrofísica se basan en observaciones: en ocasiones se realizan *modelos teóricos* o *simulaciones numéricas*, pero ambas deben ser capaces de explicar las observaciones.

TABLA 5.1: Muestra de las 20 galaxias WR analizadas en esta tesis.

| Galaxia         | A.R. (2000)      | Dec. (2000)     | $m_B$       | $M_B$  | d     | [O/H] | Otros                           |
|-----------------|------------------|-----------------|-------------|--------|-------|-------|---------------------------------|
|                 | $(h \ m \ s)$    | (°′″)           |             |        | (Mpc) | (dex) | nombres                         |
| HCG 31 AC       | $05 \ 01 \ 38.4$ | $-04\ 15\ 25$   | 13.59       | -20.01 | 52.5  | 8.22  | Mkn 1089, SBS 0459-043, Arp 259 |
| Mkn 1087        | $04 \ 49 \ 44.4$ | +03 20 03       | 13.08       | -22.14 | 110.6 | 8.57  | II Zw 23                        |
| Haro 15         | $00 \ 48 \ 35.9$ | $-12 \ 43 \ 07$ | 13.82       | -20.87 | 86.6  | 8.37  | Mkn 960                         |
| Mkn 1199        | $07 \ 20 \ 28.3$ | +33 32 21       | 12.98       | -20.68 | 54.0  | 8.75  | SBS 0720+335                    |
| Mkn 5           | $06 \ 42 \ 15.5$ | $+75 \ 37 \ 33$ | 14.83       | -15.57 | 12.0  | 8.07  | SBS 0635+756                    |
| IRAS 08208+2816 | $08 \ 23 \ 55.0$ | $+28 \ 06 \ 14$ | 15.10       | -21.29 | 190.0 | 8.42  |                                 |
| IRAS 08339+6517 | $08 \ 38 \ 23.2$ | $+65 \ 07 \ 15$ | 12.94       | -21.57 | 78.3  | 8.45  |                                 |
| POX 4           | $11 \ 51 \ 11.6$ | $-20 \ 36 \ 02$ | 14.56       | -18.79 | 45.5  | 8.03  | IRAS 11485-2018                 |
| UM 420          | $02 \ 20 \ 54.5$ | +00 33 24       | 17.32       | -19.55 | 237.1 | 7.95  | SBS 0218+003                    |
| SBS 0926+606A   | $09 \ 30 \ 06.5$ | $+60\ 26\ 52$   | 16.45       | -17.29 | 55.9  | 7.94  |                                 |
| SBS 0948+532    | $09 \ 51 \ 32.0$ | +52 59 36       | 17.93       | -18.43 | 187.4 | 8.03  |                                 |
| SBS 1054+365    | 10 57 47.0       | $+36\ 15\ 26$   | 15.46       | -14.06 | 8.0   | 8.00  | MCG +06-24-038                  |
| SBS 1211+540    | $12 \ 14 \ 02.5$ | $+53 \ 45 \ 18$ | 17.32       | -13.27 | 13.1  | 7.65  |                                 |
| SBS 1319+579    | $13 \ 21 \ 10.0$ | +57 39 41       | 15.32       | -18.53 | 28.8  | 8.05  |                                 |
| SBS 1415 + 437  | $14\ 17\ 01.7$   | $+43 \ 30 \ 13$ | 15.32       | -14.52 | 9.3   | 7.58  | MCG +07-29-060                  |
| III $Zw 107$    | $23 \ 30 \ 09.9$ | $+25 \ 31 \ 58$ | 14.36       | -20.14 | 79.6  | 8.23  | IV Zw 153, IRAS 23276+2515,     |
|                 |                  |                 |             |        |       |       | UCM 2327+2515                   |
| Tol 9           | $10 \ 34 \ 38.7$ | $-28 \ 35 \ 00$ | 13.92       | -19.26 | 43.3  | 8.56  | IRAS 10323-2819, ESO 435-42,    |
|                 |                  |                 |             |        |       |       | Tol 1032-283                    |
| Tol 1457-262a   | $15 \ 00 \ 29.0$ | $-26\ 26\ 49$   | 14.44       | -19.73 | 68.1  | 8.22  | IRAS 14575-2615, ESO 513-IG11,  |
|                 |                  |                 |             |        |       |       | AM 1457-261                     |
| Arp 252         | $09 \ 44 \ 58.6$ | $-19 \ 43 \ 32$ | 16.22       | -19.35 | 129.8 | 8.50  | ESO 566-7 + ESO 566-8           |
| NGC 5253        | $13 \ 39 \ 55.9$ | -31 38 24       | $10.87^{a}$ | -16.72 | 3.3   | 8.28  | Haro 10                         |
|                 |                  |                 |             |        |       |       |                                 |

 $^a$ Valor extraído de NED; la magnitud absoluta se calculó suponiendo  $d{=}3.3~{\rm Mpc}.$ 

# 5.1 Selección de la muestra de galaxias

Casi todas las galaxias estudiadas en este trabajo han sido seleccionadas del catálogo de galaxias WR presentado por Schaerer, Contini y Pindao (1999), que recoge unos 130 objetos, muchos de ellos descubiertos en los últimos años del siglo pasado. Las galaxias se seleccionaron principalmente por ser observables desde el Hemisferio Norte, excepto para el caso de NGC 5253 (de la que se consiguió espectrofotometría echelle con 8.2m VLT, ver Capítulo 9). Muchas de las galaxias recogidas en nuestra muestra son BCDGs enanas que aparentemente se encuentran aisladas, aunque también se incluyeron algunas del tipo irregular que mostraban morfologías peculiares en imágenes previas. Se incluyeron 2 galaxias que, dentro del estudio de Schaerer et al. (1999), se clasificaban como *sospechosas* de ser del tipo WR (Mkn 1087 y Tol 9). Asimismo, a raíz de estudios previos multifrecuencia encontrados en la literatura, se decidió incluir la galaxia IRAS 08339+6517 en nuestro análisis, puesto que las peculiares características que este objeto presentaba sugería que las estrellas WR podían estar aún presentes en sus brotes más jóvenes (ver Capítulo 8).

La muestra final de 20 galaxias se detalla en la Tabla 5.1, en donde se indican coordenadas, magnitud aparente y absoluta en B, distancia (suponiendo flujo de Hubble con  $H_0 = 75$  km s<sup>-1</sup> y corrigiendo por LsR, ver §5.3.4), abundancia de oxígeno y otras designaciones que recibe cada sistema.



FIGURA 5.1: Curva de transmitancia de los filtros anchos en banda óptica (U, B, V y R)y en Nir  $(J, H y K_S)$ . Se ha añadido la curva del filtro estrecho de H $\alpha$  en reposo para comparación.

TABLA 5.2: Características de los filtros de banda ancha ópticos y NIR usados.

| Telescopio   |                   | 2.56n              | а Not           |                    |                   | 2.2m              | Сана              |                    |                     | 1.5m Csr            | г                   |
|--|-------------------|--------------------|-----------------|--------------------|-------------------|-------------------|-------------------|--------------------|---------------------|---------------------|---------------------|
| Filtro   | U                 | B                  | V               | R                  | U                 | B                 | V                 | R                  | J                   | H                   | $K_s$               |
| $\lambda_{central}$ (nm)<br>FWHM (nm)<br>Máx. Transm (%) | $362 \\ 60 \\ 60$ | $440 \\ 100 \\ 68$ | 530<br>80<br>85 | $650 \\ 130 \\ 81$ | $366 \\ 52 \\ 53$ | $449 \\ 76 \\ 59$ | $536 \\ 90 \\ 94$ | $641 \\ 159 \\ 78$ | $1250 \\ 300 \\ 55$ | $1600 \\ 300 \\ 58$ | $2180 \\ 240 \\ 62$ |

# 5.2 Datos fotométricos

Las observaciones fotométricas realizadas fueron de tres tipos: imágenes de banda ancha en el rango óptico (filtros estándares de Johnson U, B, V y R), imágenes en banda estrecha centrada en la longitud de onda de H $\alpha$  a distintos desplazamientos al rojo y en continuo adyacente, e imágenes de banda ancha en el infrarrojo cercano (NIR<sup>2</sup>, filtros J, H y Ks). Las propiedades básicas de los filtros anchos se detallan en la Tabla 5.2; la transmitancia de cada uno en función de la longitud de onda se muestra en la Figura 5.1. Detallo a continuación cada tipo de observaciones fotométricas.

### 5.2.1 Imágenes de banda ancha en el óptico

#### Observaciones

La obtención de las imágenes en el rango óptico se llevó a cabo durante varias campañas de observación entre los años 2000 y 2006 usando principalmente el *Nordical Optical Telescope* (NOT) de 2.56m situado en el Observatorio del Roque de los Muchachos (ORM) en la isla de La Palma (Tenerife, España). También se

<sup>&</sup>lt;sup>2</sup>De las siglas en inglés, Near Infra-Red, NIR,

obtuvieron observaciones a través de *Isaac Newton Telescope* (INT) de 2.50m (ORM) y el telescopio de 2.2m del Centro Astronómico Hispano-Alemán (CAHA) del Observatorio de Calar Alto (Almería, España). En la Tabla 5.3 se indican el telescopio, la fecha y el tiempo de exposición para las observaciones en filtros ópticos de banda ancha de cada galaxia de la muestra. Se observaron en *todos* los filtros 19 galaxias, sólo una (NGC 5253) quedó fuera porque es un objeto muy austral<sup>3</sup>. Además, se usaron los datos fotométricos de Mkn 1087 (filtro U) y Pox 4 (filtros U, B y V) de la tesis de Méndez (1999). Describamos en detalle las observaciones en óptico:

- 1. Observaciones en 2.56m NOT (Figura 5.2, izquierda). Se realizaron 2 campañas en este telescopio: enero marzo de 2004 (las tres noches conseguidas se dividieron en una en enero y dos en marzo) y abril de 2005, a las que hay que sumar 3 observaciones en tiempo de servicio del IAC (23 de octubre de 2002 para HCG 31, 20 de enero de 2003 para IRAS 08228+2816 y 7 de enero de 2006 para las imágenes de calibración fotométrica de las galaxias Mkn 1199 y Haro 15). También se re-observó la galaxia Tol 9 en abril de 2006. En todas se usó el instrumento ALFOSC (Andalucia Faint Object Spectrograph and Camera) en modo de imagen con un detector CCD Loral/Lesser de 2048  $\times$  2048 píxeles, siendo el tamaño del píxel de 15  $\mu$ m. La resolución espacial de esta configuración es de 0.19" pixel<sup>-1</sup>, con lo que se consigue un campo de visión de 6.3'  $\times$  6.3'.
- 2. Observaciones en 2.2m CAHA (Figura 5.2, centro). En este telescopio se realizaron 2 campañas de observación: en diciembre de 2000 (observaciones obtenidas por César Esteban) y noviembre de 2004 (que tuvo serios problemas meteorológicos: de cinco noches sólo se pudo observar una y media). Para ambas se usó el instrumento CAFOS (*Calar Alto Faint Object Spectrograph*), situado en el foco cassegrain del telescopio, en modo imagen. Se emplearon dos detectores distintos en cada campaña: un detector CCD SITe de 2048 × 2048 píxeles con tamaño del píxel de 24 μm y resolución espacial de 0.53" pixel<sup>-1</sup> en las observaciones de diciembre de 2000 y un detector CCD LORAL de 2048 × 2048 píxeles con tamaño del píxel de 15 μm y resolución espacial de 0.33" pixel<sup>-1</sup> en las observaciones de noviembre de 2004. El campo de visión en el primer caso era de 18'× 18', mientras que el segundo de 11.2' × 11.2' Sin embargo, debido al tamaño físico de los filtros empleados, sólo un disco circular de 11' de diámetro aparece libre de viñeteo en este instrumento.
- 3. Observaciones en 2.50m INT (Figura 5.2, derecha). Para este telescopio no se solicitaron campañas de observación, pero fue usado en dos ocasiones: el 22 de septiembre de 2003 (tiempo cedido por David Martínez-Delgado) para obtener imágenes profundas de HCG 31 en el filtro R y el 6 de octubre de 2005 (tiempo cedido por Alfred Rosenberg) para conseguir imágenes de UM 420 y II Zw 107. Además, se completaron en tiempo de servicio del IAC (19)

 $<sup>^{3}</sup>$ En realidad se podía haber observado, puesto que culmina a 30°. No obstante, el estudio principal de esta galaxia enana *starburst* se ha llevado a cabo mediante espectroscopía echelle usando VLT. Ver sección §5.3.2 y Capítulo 9.



FIGURA 5.2: Telescopios empleados para las observaciones de imagen en el óptico: 2.56m NOT (*izquierda*), 2.2m CAHA (*centro*) y 2.5m INT (*derecha*). Fotografías realizadas por el autor durante las campañas de observación.

noviembre 2005) las galaxias Mkn 1199 y Haro 15 (noche no fotométrica). El instrumento disponible fue la cámara de gran campo **WFC** (*Wide Field Camera*), que dispone de 4 CCDs adyacentes de 2048 × 4096 píxeles (ver Figura 3.1), siendo el tamaño del píxel de 15  $\mu$ m. Situada en el foco primario del telescopio, la WFC tiene una resolución espacial de 0.33" pixel<sup>-1</sup>. Así, el campo de visión de cada CCD de la WFC es de 11.2' × 22.4'. Para nuestras observaciones sólo se analizó el chip central.

#### Reducción de las imágenes en óptico

Todo la reducción y análisis de los datos se realizó en el IAC empleando procedimientos estándares disponibles en el paquete IRAF<sup>4</sup>. El método seguido fue el siguiente:

- 1. Recorte de bordes en las imágenes brutas. Para cada noche se definía una sección útil de la CCD libre de efectos de borde (viñeteo, presencia de *overscan*) que pudieran afectar a la calidad de los resultados.
- 2. Sustracción de nivel cero (bias). La señal recibida desde la CCD tiene un nivel base de varios cientos de cuentas por encima de cero para evitar cuentas negativas durante el proceso de lectura. Este nivel cero o bias debe sustraerse de todas las imágenes. La construcción de una imagen de bias se consigue promediando varias imágenes con tiempo de exposición cero en cada noche de observación. Sólo dependen de la CCD, no del telescopio, instrumento o filtros usados. En caso de no disponer de imagen de bias o que exista algún problema con ella se puede usar el overscan (unas decenas de columnas en el borde de la CCD que no han sido expuestas durante la observación, en principio eliminadas

<sup>&</sup>lt;sup>4</sup>IRAF es acrónimo de Image Reduction and Analysis Facility y es distribuido por NOAO (National Optical Astronomy Observatories) que es operado por AURA (Association of Universities for Research in Astronomy) Inc., bajo acuerdo cooperativo con National Science Foundation (EE.UU.).

| Todos los tiempos se | o. Fechas expresadas |     |
|----------------------|----------------------|-----|
| óptica.              | s por filtr          |     |
| a ancha              | rvaciones            |     |
| le band              | as obsei             |     |
| aciones d            | hay varia            |     |
| observa              | s casos              |     |
| de las               | alguno               | 11/ |
| umen                 | s. En                | ~   |
| $\operatorname{Res}$ | gundo                |     |
| 5.3:-                | en se                | -   |
| BLA                  | resan                |     |
| TA                   | expi                 |     |

| u en seguinos. En aigunos ca | do el formato año/mes/día. |
|------------------------------|----------------------------|
| a mesanta                    | siguiendo                  |

| Galaxia             |           | U        |                |           | В        |                |           | 2        |                 |       | В        |                 |
|---------------------|-----------|----------|----------------|-----------|----------|----------------|-----------|----------|-----------------|-------|----------|-----------------|
|                     | Tel.      | Fecha    | Tiempo         | Tel.      | Fecha    | Tiempo         | Tel.      | Fecha    | Tiempo          | Tel.  | Fecha    | Tiempo          |
| HCG 31              | NOT       | 02/10/23 | $3 \times 300$ | TON       | 02/10/23 | $3 \times 300$ | NOT       | 02/10/23 | $4 \times 300$  | TNI   | 03/09/22 | $2 \times 200$  |
| Mkn 1087            | $NOT^{a}$ | 97/02/06 | $3 \times 300$ | TON       | 03/01/20 | $3 \times 300$ | 2CAHA     | 00/12/19 | $3 \times 1200$ | TON   | 03/01/20 | $6 \times 300$  |
| Mkn 1199            | TNI       | 05/11/19 | $3 \times 300$ | 2CAHA     | 04/11/07 | $3 \times 300$ | 2CAHA     | 00/12/19 | $5 \times 400$  | 2CAHA | 04/11/07 | $3 \times 300$  |
|                     | TON       | 06/01/07 | $2 \times 60$  | TNI       | 05/11/19 | $3 \times 300$ | TON       | 06/01/07 | $3 \times 60$   |       |          |                 |
| Mkn 5               | TON       | 04/01/20 | $3 \times 300$ | TON       | 04/01/20 | $3 \times 300$ | TON       | 04/01/20 | $3 \times 300$  | TON   | 05/04/05 | $3 \times 300$  |
| Haro 15             | ΤNΙ       | 05/11/19 | $4 \times 300$ | TNI       | 05/11/19 | $3 \times 300$ | 2CAHA     | 04/11/07 | $3 \times 1200$ | 2CAHA | 04/11/06 | $3 \times 300$  |
|                     | TON       | 06/01/07 | $2 \times 60$  | TON       | 06/01/07 | $2 \times 60$  | TON       | 06/01/07 | $2 \times 60$   |       |          |                 |
|                     |           |          |                |           |          |                | 2CAHA     | 00/12/19 | $3 \times 1200$ |       |          |                 |
| Pox 4               | $NOT^{a}$ | 97/02/06 | $3 \times 400$ | $NOT^{a}$ | 97/02/06 | $3 \times 300$ | $NOT^{a}$ | 97/02/06 | $3 \times 300$  | TON   | 05/04/03 | $3 \times 300$  |
| UM 420              | ΓNΙ       | 05/10/06 | $3 \times 300$ | TNI       | 05/10/06 | $3 \times 300$ | ΤNΙ       | 05/10/06 | $3 \times 300$  | 2CAHA | 04/11/06 | $3 \times 300$  |
|                     |           |          |                |           |          |                |           |          |                 | 2CAHA | 00/12/19 | $3 \times 1200$ |
| IRAS 08208+2816     | TON       | 04/01/20 | $3 \times 300$ | TON       | 04/01/20 | $3 \times 300$ | TON       | 04/01/20 | $3 \times 300$  | TON   | 05/04/05 | $3 \times 300$  |
|                     |           |          |                |           |          |                | 2CAHA     | 00/12/19 | $3 \times 1200$ |       |          |                 |
| IRAS $08339 + 6517$ | TON       | 05/04/03 | $3 \times 300$ | TON       | 05/04/03 | $3 \times 300$ | TON       | 04/03/20 | $2 \times 300$  | TON   | 04/03/20 | $3 \times 300$  |
| SBS 0926+606A       | TON       | 04/01/20 | $3 \times 300$ | TON       | 04/01/20 | $3 \times 300$ | TON       | 04/01/20 | $3 \times 300$  | 2CAHA | 04/11/07 | $3 \times 300$  |
| SBS 0948+532        | TON       | 05/04/05 | $3 \times 300$ | TON       | 05/04/03 | $3 \times 300$ | TON       | 05/04/03 | $3 \times 300$  | TON   | 05/04/03 | $3 \times 300$  |
| SBS 1054 + 365      | TON       | 04/01/20 | $3 \times 300$ | TON       | 04/01/20 | $3 \times 300$ | TON       | 04/01/20 | $3 \times 300$  | :     | :        | :               |
|                     |           |          |                |           |          |                | 2CAHA     | 00/12/19 | $3 \times 1200$ |       |          |                 |
| SBS 1211+540        | TON       | 05/04/04 | $3 \times 300$ | TON       | 05/04/04 | $3 \times 300$ | TON       | 05/04/04 | $3 \times 300$  | TON   | 05/04/04 | $3 \times 300$  |
| SBS 1319+579        | TON       | 04/03/20 | $3 \times 300$ | TON       | 04/03/20 | $3 \times 300$ | TON       | 04/03/20 | $3 \times 300$  | TON   | 05/04/03 | $3 \times 300$  |
| SBS 1415+437        | TON       | 05/04/03 | $3 \times 300$ | TON       | 05/04/03 | $3 \times 300$ | TON       | 05/04/03 | $3 \times 300$  | TON   | 05/04/03 | $3 \times 300$  |
| III Zw 107          | TNI       | 05/10/06 | $3 \times 300$ | 2CAHA     | 04/11/07 | $3 \times 300$ | 2CAHA     | 04/11/07 | $3 \times 300$  | TNI   | 05/10/06 | $3 \times 300$  |
|                     |           |          |                | TNI       | 05/10/06 | $3 \times 300$ |           |          |                 |       |          |                 |
| Tol 9               | TON       | 05/04/05 | $3 \times 300$ | TON       | 05/04/05 | $3 \times 300$ | 2CAHA     | 00/12/19 | $3 \times 1200$ | TON   | 05/04/05 | $3 \times 300$  |
| Tol $1457-262a$     | TON       | 05/04/03 | $3 \times 300$ | TON       | 04/03/20 | $3 \times 300$ | TON       | 04/03/20 | $3 \times 300$  | TON   | 05/04/03 | $3 \times 300$  |
| Arp 252             | TON       | 04/03/20 | $3 \times 300$ | TON       | 04/03/20 | $3 \times 300$ | TON       | 04/03/20 | $3 \times 300$  | TON   | 05/04/04 | $3 \times 300$  |
|                     |           |          |                |           |          |                | 2CAHA     | 00/12/19 | $3 \times 1200$ |       |          |                 |
| NGC 5253            | :         | :        | :              | :         | :        | :              | :         | :        | :               | :     | :        | :               |

 $^a$  Imágenes extraídas de Méndez y Esteban (2000).

NGC 5253

en el paso anterior) de cada imagen para restar esta contribución (de todas formas, esto no fue necesario en ninguna de nuestras observaciones).

- 3. Corrección de campo de iluminación uniforme o campo plano (*flatfield*). Es necesario para corregir pequeñas variaciones de sensibilidad a lo largo de la CCD, así como para eliminar posibles imperfecciones introducidas por el conjunto telescopio + instrumento + filtros. Por lo tanto, para cada configuración necesitamos una corrección de *flatfield*. Para conseguir estas imágenes se realizan observaciones del cielo iluminado en el crepúsculo (preferiblemente, es lo que se conoce como *flats de cielo*) apuntando a zonas del cielo libre de estrellas (blank field) o de una pantalla o la cúpula del telescopio (flats de cúpula) iluminada artificialmente (se suele *jugar* con la intensidad de lámparas de cúpula para obtener una buena señal a ruído sin saturar la imagen). Al menos tres imágenes de *flatfield* se tomaron para cada filtro, promediándose para eliminar rayos cósmicos. Finalmente, esta imagen promediada se normaliza (el valor medio de la imagen debe valer la unidad), obteniéndose para cada filtro y noche una única imagen de *flatfield*. Las imágenes científicas obtenidas esa noche, ya corregidas por bias, son divididas por la imagen de flatfield normalizado para corregir este efecto.
- 4. Eliminación de rayos cósmicos, alineamiento de imágenes individuales y obtención de una única imagen final para cada objeto y filtro. Estos pasos se efectuaron simultáneamente de la siguiente manera: se seleccionaba una estrella del campo y se obtenían los desplazamientos en horizontal y vertical que experimentaba en cada imagen individual, tomando una de ellas como referencia<sup>5</sup>. A continuación se alineaban (usando la tarea *imalign*) las imágenes individuales (excepto en un caso, al menos eran siempre tres) y se combinaban (empleando la tarea *imcombine*) añadiendo la opción de eliminado de rayos cósmicos (*crreject*) o no considerando en cada píxel los valores mayor y menor (*minmax*), obteniéndose así la imagen científica final.

Para agilizar el proceso de reducción de imágenes se creó un sencillo  $script^6$  en IRAF que ejecutaba cada uno de estos pasos. Dicho script, bautizado como **reducir.cl**, usaba de entrada las imágenes brutas individuales, la imagen de *bias* y la imagen normalizada de *flatfield*. Adicionalmente se incluía la zona libre de bordes y el nombre final que se quería dar a la imagen combinada. El proceso de alineado de imágenes se realizaba de forma interactiva y era opcional (aunque siempre recomendado). Este *script* ofreció la ventaja de probar de forma muy rápida varias opciones de reducción para elegir la que mejores resultados obtuviese en cada caso.

 $<sup>^{5}</sup>$ También se examinaba la anchura a media altura, FWHM (de las siglas en inglés *Full Width at Half Maximum*) y se comprobaban que eran practicamente similares en todos los casos puesto que las imágenes individuales se tomaban consecutivamente en la misma noche. Sólo en algún caso puntual se encontraron variaciones significativas de la FWHM, degradándose todas a la que tuviese mayor valor.

 $<sup>^{6}</sup>$ Un *script* es un fichero de texto con comandos y tareas típicas de un programa (IRAF en este caso) que se ejecutan en secuencia.

#### Calibración fotométrica

La calibración en flujo se obtuvo usando observaciones de estrellas fotométricas de Landolt (1983,1992) a lo largo de la noche. Las estrellas fotométricas elegidas han sido normalmente campos de estrellas en los que se encuentran entre 3 y 6 objetos fotométricos. Se gana así en precisión de los resultados, al poder conseguir una buena calibración promediando varias estrellas. La clave de la calibración fotométrica reside en observar las estrellas de calibración al menos dos veces en la noche, pero a masa de aire (K) distintas. La mejor opción es observarlas en el momento de la culminación y cuando se encuentran bajas en el horizonte. Despreciando efectos introducidos por el color de las estrellas de calibración<sup>7</sup>, para cada masa de aire y filtro se cumple la ecuación:

$$m_{X,real} - m_{X,inst} = a_X + b_X \times K_X,\tag{5.1}$$

donde

- *m<sub>X,real</sub>* es la magnitud real de la estrella de calibración en el filtro X (dada por Landolt),
- $m_{X,inst}$  es la magnitud instrumental medida en el filtro X,
- $K_X$  es la masa de aire a la hora de la observación de la estrella, y
- $a_X$  y  $b_X$  son las constantes de calibración a determinar para cada filtro, sólo válidas para ese telescopio y esa noche.

Por lo tanto, resolviendo un sistema de dos ecuaciones con dos incógnitas (en caso de tener observaciones sólo a dos masas de aire) o efectuando un ajuste linear (en caso de tener tres o más medidas) en el que las incógnitas sean las constantes  $a_X$  y  $b_X$  estableceremos la recta de calibración fotométrica para cada noche y filtro.

La fotometría de apertura de las estrellas de calibración se realizó usando las tareas estándares de IRAF, ubicadas en el paquete *noao.digiph.apphot*. Se tuvo especial cuidado en restar correctamente la contribución de cielo. Para ello, se definió una corona circular con radio interno de 5 veces la FWHM de la estrella y radio externo de 15 veces la FWHM de la estrella, obteniéndose un valor promedio de las cuentas de cielo en dicha región. La tarea *phot* calculaba así la magnitud instrumental en cada filtro,  $m_{X,inst}$ , a partir del número de cuentas netas (restando contribución de cielo) y el tiempo de exposición t (en segundos), según la ecuación:

$$m_{X,inst} = -2.5 \log\left(\frac{NC}{t}\right) + z_{mag},\tag{5.2}$$

donde NC es el número de cuentas y  $z_{mag}$  es el punto cero de la fotometría, fijo para todas las medidas fotométricas, que suele valer 26. Éste será el valor considerado aquí.

<sup>&</sup>lt;sup>7</sup>En caso de considerarlo, se introduciría en el término de la derecha de la Ecuación 5.1 el factor  $+c_X \times color$ , siendo el color (U-B), (B-V), (B-V) y (V-R) para los filtros  $U, B, V \neq R$ , respectivamente. Ver, por ejemplo, la tesis doctoral de Cairós (2000), pág. 18.

La obtención de los valores fotométricos instrumentales de cada una de las galaxias de la muestra se obtuvo integrando todo el flujo (cuentas) dentro de una región irregular dibujada sobre la galaxia u objeto mediante la tarea polymark de IRAF. Para definir esta región se tenía en cuenta tanto el valor medio del cielo (se efectuaba un promedio alrededor de la región y se restaba) como el umbral de detección de señal de un objeto (que se conseguía multiplicando la desviación estándar del cielo,  $\sigma$ , por un factor entre 2 y 3). Se usó la tarea disconlab dentro del paquete stsdas de IRAF para superponer la región sobre la imagen. Normalmente, se usó el polígono definido en el filtro B para conseguir los valores fotométricos en todos los filtros. Una vez obtenida la magnitud instrumental de la galaxia en un filtro determinado,  $m_{X,inst}$ se derivaba la magnitud real,  $m_{X,real}$ , usando la recta de calibración obtenida previamente en dicho filtro. Este procedimiento se llevó a cabo usando un script de IRAF, fotometria.cl, que optimizaba el tiempo. Siempre que se pudo se aprovechó que las observaciones en distintos filtros se realizaron con el mismo telescopio (especialmente, 2.56m NoT) para obtener simultáneamente todos los valores fotométricos; para ello se creó un *script* de IRAF, fotometria-4filtros.cl, que tenía en cuenta todos los factores descritos, alineando además las imágenes de filtros distintos.

A veces se han analizado regiones dentro de una misma galaxia. En muchas ocasiones nos hemos basado en la emisión observada en H $\alpha$  para definir la subregión, otra veces simplemente se analizaba una región en particular que destacaba en las imágenes en *B*. Además, en algunas ocasiones se seleccionaron zonas carentes de emisión nebular y localizadas en las zonas externas de la galaxia para estimar las propiedades de las poblaciones estelares en dichas regiones. Por *abuso del lenguaje*, y siguiendo §5.2.1, se suele denominar a esta zona *componente subyacente (underlying component*, UC). Estas regiones muestran casi siempre colores más rojos que los determinados en los brotes, indicando que la población estelar está más evolucionada.

Los errores en la fotometría se determinaron considerando la FWHM (*Full Width Half-Maximum*, anchura a media altura) de la PSF (*Point Spread Function*), nivel del cielo y la calibración en flujo de cada caso. Además, se tuvo en cuenta si pequeñas variaciones del tamaño de la región analizada afectaban al resultado fotométrico final. La fuente de incertidumbre mayor suele ser la calibración en flujo, excepto para objetos débiles o regiones muy pequeñas, donde ganan peso el nivel del cielo y/o el tamaño de la región.

#### Corrección por extinción

Una vez obtenidos los valores fotométricos instrumentales y calibrados en flujo en cada filtro,  $m_{X,real}$ , corregiremos por extinción siguiendo el procedimiento explicado en §3.10 y en el Apéndice A. Usando el valor de  $C(H\beta)$  obtenido a partir de nuestros espectros, calculamos la extinción en cada filtro,  $A_X$ , y aplicamos la relación

$$m_{X,0} = m_{X,real} - A_X,$$
 (5.3)

donde  $m_{X,0}$  es la magnitud del objeto en el filtro X corregida por extinción. Todos los valores fotométricos mostrados en las tablas de los capítulos siguientes han sido corregidos de este efecto, salvo que se indique lo contrario.

#### Corrección por líneas de emisión

Las líneas de emisión nebulares *contaminan* en muchos casos los resultados fotométricos de objetos con alta contenido de gas ionizado, como es el caso de las galaxias HII o, en concreto, galaxias del tipo WR. La contribución de las líneas de emisión nebulares depende básicamente de la anchura equivalente de la línea y de su localización con respecto a la curva de transmitancia del filtro ancho. En algunos casos, hemos corregido la contaminación introducida por H $\alpha$  (la línea nebular más brillante) en el filtro *R* siguiendo el método descrito en Salzer, MacAlpine y Boroson (1989), según el que:

$$F_{cor} = F_0 \times \left| 1 - \frac{T_l \times W_l}{\Delta \lambda} \right|, \tag{5.4}$$

donde  $F_{cor}$  es el flujo corregido por la emisión nebular,  $F_0$  el flujo medido a través de un filtro de banda ancha (R),  $T_l$  es la transmitancia del filtro en la posición de la línea nebular sin corregir de *redshift*,  $W_l$  la anchura equivalente de la línea nebular (obtenida a través del espectro) y  $\Delta\lambda$  la FWHM de la curva de transmitancia del filtro ancho. El incremento de magnitud que tendremos en cada caso será:

$$\Delta m = -2.5 \times \log\left(1 - \frac{T_l \times W_l}{\Delta \lambda}\right). \tag{5.5}$$

Otras líneas nebulares a tener en cuenta en algunos filtros son:  $[OII] \lambda 3727$  (filtro U);  $H\beta$  (filtro B);  $[OIII] \lambda 4959$  (filtros  $B \ y \ V$ )<sup>8</sup>,  $[OIII] \lambda 5007$  (filtro V) y  $[NII] \lambda 5863$ ,  $[SII] \lambda\lambda 6716,6731$  (filtro R) A veces también contribuye (valores máximos de 0.02 – 0.03 magnitudes) la línea  $H\gamma$  (filtro B). Para el resto de las líneas nebulares esta contribución no es superior a 0.01 mag, por lo que es completamente despreciable.

En la mayoría de las tablas con resultados fotométricos presentados en esta tesis se muestran los colores corregidos por la emisión del gas, indicándose siempre los valores de corrección empleados. Como ejemplo, para el primer objeto analizado en el Capítulo 7 (Haro 15) se ha incluido una tabla adicional (Tabla 6.2) mostrando los colores corregidos por emisión del gas en comparación con los no corregidos.

#### Perfiles de brillo superficial y color

Para investigar la importancia de poblaciones estelares viejas, hemos realizado un análisis de los perfiles de brillo superficial en algunos objetos. Para ello, hemos tomado superficies concéntricas a partir del centro de cada galaxia a diferentes radios y calculado el flujo integrado dentro de cada círculo de área A (en unidades de arcsec<sup>2</sup>). Asi, determinamos el brillo superficial medio dentro de este círculo,  $SB_X$  (en unidades de mag arcsec<sup>-2</sup>), mediante la relación:

$$SB_X = m_X + 2.5 \log A,\tag{5.6}$$

<sup>&</sup>lt;sup>8</sup>Esta línea se encuentra justo entre los filtros  $B \ge V$ . En caso de corregir su efecto debe aplicarse a ambos filtros, puesto que hacerlo sólo en uno (V normalmente) y no en el otro (B) puede introducir mayor error en el color B - V que si no se considera dicha corrección.



FIGURA 5.3: Telescopio Carlos Sánchez, de 1.5m, situado en el Observatorio del Teide (Tenerife). La imagen de la derecha fue tomada durante el amanecer del 30 de marzo de 2003; una fina luna menguante y el planeta Venus pueden verse hacia el Este. Fotografías obtenidas por el autor.

siendo  $m_X$  la magnitud in el filtro X. El brillo superficial,  $\mu_X$ , es el flujo por arcsec cuadrado en el anillo definido por dos aperturas consecutivas. Esta técnica no es adecuada para el estudio de objetos irregulares o que presenten morfologías complejas (Cairós et al. 2001a), pero es válida para objetos compactos aproximadamente circulares. En estos casos, hemos efectuado un ajuste a los perfiles siguiendo una ley exponencial que describe una típica estructura de disco, siguiendo la expresión:

$$I = I_0 \exp(-r/\alpha), \tag{5.7}$$

donde  $I_0$  es la intensidad central y  $\alpha$  la longitud de escala. Con estos parámetros podemos estimar la luminosidad total de la componente subyacente aplicando:

$$L_{\mathrm{UC},X}(L_{\odot}) = 2\pi I_{0,X} \alpha_X^2 = 977.64 \times 10^{-0.4 \times M_{0,X}} \alpha_X^2,$$
(5.8)

donde  $\alpha$  debe estar en unidades de arcsec<sup>9</sup>. Para la segunda igualdad hemos empleado la conversión entre magnitud absoluta y luminosidad,  $L/L_{\odot} = 10^{\frac{1}{2.5}(M_{\odot}-M)}$ .

Los perfiles radiales de color se obtuvieron restando directamente los perfiles de brillo superficial en los filtros involucrados.

# 5.2.2 Imágenes en el infrarojo cercano (NIR)

#### Observaciones

Todas las observaciones en el rango del infrarrojo cercano (NIR) se realizaron desde el Telescopio Carlos Sánchez (CST), de 1.5m de abertura (Figura 5.3), localizado en el Observatorio del Teide (Tenerife). Se empleó la cámara CAIN, constituida por un mosaico de 256  $\times$  256 píxeles sensibles en el intervalo 1–2.5  $\mu$ m, compuesta de

<sup>&</sup>lt;sup>9</sup>No obstante, se suele proporcionar  $\alpha$  en kpc. La correspondencia entre ambas es, usando trigonometría básica,  $\alpha$  (arcsec) =arctan[ $\alpha$  (pc) /D (pc) ] × 3600.

cuatro chips de 128 × 128 píxeles con lectura independiente, cada uno controlando un cuadrante. El tamaño físico de píxel es de 40  $\mu$ m, que corresponde a una escala de 0.39" pix<sup>-1</sup> en el plano focal de la óptica de campo estrecho N (Narrow) y de 1" pixel<sup>-1</sup> en el modo de cámara con campo ancho W (Wide), que fue la opción usada siempre en estas observaciones. Se conseguía así un campo de visión de 4'×4'. Los filtros de banda ancha empleados fueron J (centrado en 1.2  $\mu$ m), H (centrado en 1.6  $\mu$ m) y K<sub>s</sub> (centrado en 2.18 $\mu$ m), ver Tabla 5.2 y Figura 5.1 para más detalles.

La idea de observar la muestra de galaxias en NIR surgió como excelente complemento a las imágenes ópticas al poder determinarse mejor los colores de los sistemas. ayudando a discernir entre objetos jóvenes y viejos, estudiar la distribución de polvo o incluso detectar supercúmulos de estrellas masivas (Vanzi 2002). No obstante, como veremos a continuación la reducción de las imágenes en NIR es mucho más compleja que la descrita para las imágenes en óptico, además de estar lidiando en muchos casos con objetos débiles (magnitud superior a 16). Así, se solicitaron dos noches libres en septiembre de 2002 para obtener algunas imágenes de prueba con este telescopio. Los resultados fueron muy satisfactorios y se decidió solicitar formalmente tiempo de observación. Se realizaron así 3 campañas de observación: marzo de 2003<sup>10</sup>, febrero de 2004 y abril de 2004. Adicionalmente se pudieron realizar observaciones las noches 4 de febrero de 2003 (cortesía de Verónica Melo e Ismael Martínez-Delgado; donde se observó principalmente el grupo de galaxias HCG 31 y Mkn 1199) y 23 de mayo de 2005 (para completar las galaxias Pox 4 y Tol 9, tiempo cedido por Mercedes López-Morales y María Jesús Arévalo). Debido al límite superior en declinación que posee 1.5 m Cst (no alcanza declinaciones superiores a  $65^{\circ}$ ), las galaxias Mkn 5 e IRAS 08339+6517 no pudieron observarse. No se realizaron observaciones de NGC 5253 por ser un objeto muy austral. Tres galaxias (III Zw 107, SBS 0948+532 y SBS 1211+540) tampoco pudieron ser observadas por múltiples problemas técnicos y meteorológicos (se intentó en 4 ocasiones a lo largo de 2005 y 1 en enero de 2006). Por lo tanto, sólo 14 galaxias de la muestra se pudieron observar en NIR, 13 de ellas en todos los filtros (ESO 566-7 no se pudo observar en el filtro  $K_s$ ). De cualquier manera, para los objetos que no tenemos imágenes NIR usamos los resultados dados por el proyecto 2MASS (ver apartado §5.2.2).

La observación de las galaxias fue complicada en algunos momentos debido al pequeño campo proporcionado por CAIN y la baja señal-a-ruido que poseen las imágenes brutas en NIR (consecuencia del brillo de la atmósfera). Aunque en algunas ocasiones el objeto era fácilmente reconocible en el campo, en muchas otras sólo teníamos un par de estrellas de referencia (o incluso ninguna) que ayudaran a reconocer la zona y centrar la galaxia. Debido a ello, las imágenes en *J* (banda menos oscura en NIR) se redujeron sobre la marcha en el mismo telescopio para comprobar su correcto apuntado.

Se empleó el modo *Fowler* de CAIN para tomar las datos, puesto que efectúa varias lecturas de la CCD, disminuyendo el ruido de lectura. El procedimiento es leer varias veces la CCD antes de exponer y otras tantas al final. La imagen científica

 $<sup>^{10}</sup>$ Durante esta campaña se observó el GRB 030309, cuyos resultados se publicarán en Gusiy et a. (2006).

bruta se conseguía restando al promedio de la segunda lectura el promedio de la primera. El astrónomo opta entre salvar ambos promedios en dos imágenes independiente o salvar directamente la sustracción. Ésta fue la opción adoptada en nuestro caso por comodidad a la hora de la reducción. Así, siempre se usó la combinación *Fowler* 6 / 8 / 2, según la que se hacían 4 lecturas al principio, otras 4 al final (8 en total), desechándose 2 lecturas (la primera y la última, esto se hacía para limpiar completamente el chip de posible carga residual de alguna lectura anterior). Quedaban sólo 6 lecturas útiles; las 3 últimas se promediaban y se restaban al promedio de las 3 primeras, grabándose en disco una única imagen bruta final.

Para obtener una buena imagen de cielo se movía ligeramente el telescopio (usualmente en saltos de 20"), completando 10 posiciones distintas alrededor del centro del objeto. En cada posición se obtenían varios ciclos de exposiciones siguiendo el modo *Fowler*. Debido al gran número de imágenes que se tomaban para tener una única imagen final, se aprovechó la opción de CAIN de leer una *macro* (secuencia de órdenes) para cada filtro. En concreto, se usaron siempre las siguientes combinaciones:

- Macro en J: Se empleaba Fowler 6 / 8 / 2 para obtener imágenes de 20 segundos de tiempo total de integración. Este ciclo se repetía 6 veces en cada posición. Al combinar las 60 imágenes efectuadas se obtendría una única imagen de 20 minutos (20 segundos × 6 ciclos × 10 posiciones = 1200 segundos) de tiempo total de integración.
- Macro en H: Se usó Fowler 6 / 8 / 2 para obtener imágenes de 10 segundos de tiempo total de integración. Se hacían 12 ciclos por cada posición. En total, 20 minutos (10 segundos × 12 ciclos × 10 posiciones = 1200 segundos) de tiempo efectivo al combinar 120 imágenes independientes.
- Macro en K<sub>S</sub>: De nuevo se optó por Fowler 6 / 8 / 2 para conseguir imágenes de 5 segundos de tiempo total de exposición. Se tomaron 12 ciclos por cada posición (120 imágenes independientes en total), obteniéndose al final una imagen de 10 minutos (5 segundos × 12 ciclos × 10 posiciones = 600 segundos) de tiempo efectivo.

Obviamente, el tiempo *real* empleado por cada macro era algo más largo (casi la media hora para los filtros J y H y 15 minutos para  $K_s$ ). Para cada objeto, la macro se lanzaba al menos dos veces para J y H y tres para  $K_s$ . En la Tabla 5.4 se detalla el número de imágenes independientes obtenidas para cada filtro y galaxia, así como la fecha en la que fueron tomadas.

#### Reducción de las imágenes en NIR

Como señalé anteriormente, el proceso de reducción de imágenes en NIR es distinto al visto para imágenes en óptico. La principal diferencia radica en la fuerte emisión que tenemos de cielo, que además tiene una variabilidad temporal notable: unos 20 minutos en las bandas J y H y 10 minutos para la banda  $K_s$ . Por esta razón, no se pueden hacer imágenes con mayores tiempos de exposición que los descritos.

| Galaxia         |                                    | J               |          | Н               | K        | s              |
|-----------------|------------------------------------|-----------------|----------|-----------------|----------|----------------|
|                 | Fecha                              | Tiempo          | Fecha    | Tiempo          | Fecha    | Tiempo         |
| HCG 31          | 03/02/04                           | $120 \times 20$ | 03/02/04 | $240 \times 10$ | 03/02/04 | $360 \times 5$ |
| Mkn 1087        | 02/09/24                           | $120 \times 20$ | 02/09/24 | $240 \times 10$ | 02/09/24 | $360 \times 5$ |
| Haro 15         | 02/09/24                           | $120 \times 20$ | 02/09/24 | $240 \times 10$ | 02/09/24 | $360 \times 5$ |
| Mkn 1199        | 03/02/04                           | $120 \times 20$ | 03/02/04 | $120 \times 10$ | 03/02/04 | $360 \times 5$ |
| Mkn 5           | NÓ                                 | OBSERVABLE      | DESDE    | 1.5m CST        | , ,      |                |
| Pox 4           | 04/02/03                           | $180 \times 20$ | 05/05/23 | $240 \times 10$ | 05/05/23 | $240 \times 5$ |
| UM 420          | 04/02/02                           | $240 \times 20$ | 04/02/03 | $360 \times 10$ | 04/02/03 | $240 \times 5$ |
| IRAS 08208+2816 | 03/03/29                           | $120 \times 20$ | 03/03/29 | $240 \times 10$ | 03/02/04 | $240 \times 5$ |
| IRAS 08339+6517 | NÓ                                 | OBSERVABLE      | DESDE    | 1.5m CST        | , ,      |                |
| SBS 0926+606A   | 03/03/26                           | $180 \times 20$ | 03/03/26 | $360 \times 10$ | 03/03/28 | $480 \times 5$ |
| SBS 0948+532    |                                    |                 | ·        |                 | ·        |                |
| SBS 1054+365    | 03/03/28                           | $120 \times 20$ | 03/03/28 | $360 \times 10$ | 03/03/28 | $360 \times 5$ |
| SBS 1211+540    |                                    |                 | ·        |                 | ·        |                |
| SBS 1319+579    | 04/02/02                           | $120 \times 20$ | 04/02/28 | $240 \times 10$ | 04/02/28 | $360 \times 5$ |
| SBS 1415+437    | 03/03/26                           | $180 \times 20$ | 03/03/28 | $360 \times 10$ | 03/03/29 | $240 \times 5$ |
| III Zw 107      | ,, , , , , , , , , , , , , , , , , |                 | ·        |                 | ·        |                |
| Tol 9           | 04/02/03                           | $180 \times 20$ | 04/02/03 | $360 \times 10$ | 05/04/24 | $240 \times 5$ |
| Tol 1457-262a   | 04/04/18                           | $120 \times 20$ | 04/04/18 | $240 \times 10$ | 04/04/19 | $240 \times 5$ |
| Arp 252         | 04/02/01                           | $180 \times 20$ | 04/02/01 | $240 \times 10$ | ·        |                |
| NGC 5253        |                                    |                 |          |                 |          |                |

TABLA 5.4: Resumen de las observaciones en NIR. Todas se realizaron usando 1.5m Cst. Los tiempos indicados son en segundos.

Todo el procesado y análisis de los datos se realizó en el IAC usando los procedimientos estándares disponibles en el paquete IRAF, aunque algunas reducciones (sobre todo en J) se realizaron en el mismo telescopio durante las observaciones. Como se tenían que tratar al menos 60 imágenes independientes a la vez, fue indispensable el uso de un *script* para efectuar la reducción, reducir-cst.cl<sup>11</sup>. Los pasos concretos para la obtención de la imagen final son los siguientes:

- 1. Separacion en ficheros distintos de cada imagen científica bruta (CAIN salva cubos de imágenes) en cada posición. En nuestro caso, cada fichero con datos en J tendría 6 imágenes independientes, mientras que los ficheros con datos en H y  $K_s$  tendrían 12 imágenes.
- 2. Creación de imagen de cielo. Combinamos *todas* las imágenes disponibles eliminando en cada píxel los 24 valores más altos (eliminamos cualquier objeto real) y los 6 más bajos (para obtener un buen promedio).
- 3. Obtención de imágenes sin cielo. A cada una de las imágenes individuales le restamos la imagen de cielo obtenida en el paso anterior.
- 4. Efectuamos la corrección de campo de iluminación uniforme (*flatfield*) dividiendo cada una de las imágenes individuales sin cielo entre la imagen de *flatfield* normalizada para cada filtro. Ésta se ha creado anteriormente usando el *script* de IRAF flat-nir.cl. El procedimiento para crear la imagen de *flatfield* también es distinto al usado en óptico. La experiencia de los observadores de CAIN sostiene que tomar *flats* de cúpula o de cielo es esencialmente equivalente, puesto que la diferencia entre ellos no es nunca superior al 3%. Así,

 $<sup>^{11}\</sup>mbox{Adaptación}$  de un script originalmente escrito por José A. Caballero, macro4shorttcs.cl.



FIGURA 5.4: Proceso de reducción de las imágenes en NIR tomando como ejemplo la galaxia Mkn 1199 en filtro J. (Arriba izquierda) Imagen bruta individual tomada con CAIN; dificilmente se reconoce el campo. (Arriba derecha) Imagen de cielo obtenida al combinar las imágenes de todas las posiciones. (Abajo izquierda) Imagen conseguida al corregir por cielo y por flatfield y combinar todas las imágenes individuales en una única posición. (Abajo derecha) Imagen final conseguida al combinar todas las imágenes disponibles para esta galaxia (recortada y algo ampliada).

normalmente se tomaron las imágenes de *flatfield* jugando con las luces de la cúpula. Se toman para cada filtro dos tipos de *flats*: unos *brillantes* (con las luces encendidas, pero cuidando de no saturar; el límite de linealidad de CAIN se encuentra alrededor de las 22000 cuentas) y otros *oscuros* (con todas las luces apagadas) usando para ambos tipos *la misma* configuración y tiempos de exposición. Al menos se tomaron 30 imágenes de cada tipo. Para conseguir el *flatfield* normalizado, se combinan todos los *flats* oscuros en una única imagen, que es restada a cada uno de los *flats* brillantes. Después se combinan todas las imágenes resultantes en una única imagen de *flatfield*, que finalmente es normalizada.

5. Eliminación de rayos cósmicos, alineamiento de imágenes individuales y obtención de única imagen final para cada objeto y filtro. Exactamente igual que para el caso óptico, sólo que ahora alineamos 10 imágenes (las 10 posiciones distintas tomadas), aceptando el hecho de que todas las imágenes que se han realizado en la misma posición están ya alineadas.

La sustracción de nivel cero (*bias*, unas 10000 cuentas para CAIN) se efectúa a la vez que restamos el cielo o restamos los *flats* oscuros a los brillantes y por eso no se ha indicado expresamente. Este procedimiento sólo se puede seguir para cada serie de 20 minutos en J y H y 10 minutos para  $K_s$ , por lo que se debe repetir varias veces (entre 2 y 4) dependiendo del número de veces que hayamos lanzado una *macro* en CAIN. Finalmente, combinamos de forma usual las imágenes obtenidas para conseguir una única imagen final por galaxia y filtro.

#### Calibración en flujo

Aunque durante las primeras observaciones se tomaron estrellas estándares de calibración del catálogo de Hunt et al. (1998) para la calibración en flujo siguiendo un procedimiento análogo al explicado anteriormente para los filtros ópticos<sup>12</sup>, hemos aprovechado las características del catálogo 2MASS, *Two Micron All Sky Survey*<sup>13</sup> (ver Cutri et al. 2000; Jarrett et al. 2000), proyecto conjunto entre la Universidad de Massachusetts (EE.UU) e IPAC/CIT (*Infrared Processing and Analysis Center/California Institute of Technology*) y financiado por NASA y NSF, para la calibración en flujo. Este método ha tenido excelentes resultados en estudios muy similares a los aquí presentados (ver, por ejemplo, Noeske et al. 2003, 2005).

2MASS ha usado tres telescopios completamente automáticos de 1.3m (dos en Mt. Hopkins, Arizona, EE.UU. y otro en el Observatorio Internacional de Cerro Tololo, CTIO, Chile) equipados con una cámara de  $256 \times 256$  píxeles a tres canales capaz de observar simultáneamente en las bandas J, H y  $K_s$ . Gracias a este proyecto, iniciado en 1997, se ha conseguido un atlas completo del cielo en longitudes de onda del NIR (4 millones de imágenes de 8' × 6' para cada banda). Con él se han podido extraer con muy buena precisión (errores menores que 5%) los flujos y la posición de unos 300 millones de estrellas y más de un millón de objetos extensos como nebulosas o galaxias. La magnitud límite que alcanza para fuentes puntuales es 15.8 en J, 15.1 en H y 14.3 en  $K_s$ .

Por lo tanto, el método finalmente elegido para calibrar las imágenes en NIR es recurrir al catálogo 2MASS y obtener las magnitudes *reales* en J, H y  $K_s$  de varias estrellas del campo. Comparando la magnitud instrumental de cada una de ellas (obtenida usando las tareas de IRAF vista para el caso de fotometría óptica) con la real y promediando, extraemos una constante de calibración,  $a_X$ , para cada filtro y objeto. Para calcular la magnitud de nuestra galaxia en un filtro determinado, una vez obtenido el valor instrumental de forma análoga a la vista anteriormente

 $<sup>^{12}</sup>$ Los resultados de la fotometría NIR presentados en los artículos de Haro 15 (López-Sánchez y Esteban 2004), HCG 31 (López-Sánchez et al. 2004a) y Mkn 1087 (López-Sánchez et al. 2004b) se obtuvieron calibrando con estrellas del catálogo de Hunt et al. (1998).

<sup>&</sup>lt;sup>13</sup>Accesible en la dirección http://www.ipac.caltech.edu/2mass/index.html.

(*dibujando* contornos sobre la galaxia e integrando su flujo), simplemente aplicamos:

$$m_{X,real} = m_{X,inst} + a_X. \tag{5.9}$$

Como vemos, otra de las ventajas de este método es que es *independiente* de la masa de aire a la que observemos nuestra galaxia. Es más, tampoco es necesario que la noche sea fotométrica (por ejemplo, que existan cirros), puesto que calibramos posteriormente con estrellas de 2MASS usando solamente un factor de escala.

#### Corrección por extinción

Similarmente al caso de la fotometría óptica, calculamos  $A_J$ ,  $A_H$  y  $A_{K_s}$  a partir del  $C(H\beta)$  de nuestros espectros (ver §3.10) y aplicamos la Ecuación 5.3. La corrección por extinción en estas longitudes de onda no suele ser muy grande (por ejemplo, la extinción Galáctica es unas 10 veces más pequeña a 2.2  $\mu$ m que a 0.55  $\mu$ m) y los colores J - H y  $H - K_s$  se ven afectados normalmente menos de 0.1 magnitudes. Aún así, se ha tenido en cuenta en todos los resultados presentados en este trabajo.

### Corrección por líneas de emisión

Al igual que se vió para los filtros ópticos, para conseguir los colores en NIR de la población estelar presente en nuestra muestra debemos corregir por la emisión del gas. Las únicas líneas nebulares importantes son Pa $\beta$  (en la banda J) y Br $\gamma$  (en la banda K). Para conocer sus contribuciones es necesaria la espectroscopía en NIR, algo que está fuera de los objetivos de este trabajo. No obstante, para comparar nuestros resultados con los modelos teóricos [STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) o PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997)] debería tenerse en cuenta puesto que éstos nunca consideran el efecto de la emisión del gas. Hemos estimado un valor medio de estos valores usando los resultados de 24 galaxias starburts analizadas por Calzetti (1997) en el rango comprendido entre UV y NIR (algunas son también galaxias WR) siguiendo el análisis de 3 galaxias WR estudiadas por Vanzi et al. (2002). Estas contribuciones son  $\Delta(J - H) \sim 0.09$  y  $\Delta(H - K_s) \sim -0.05$ , se indicarán en las gráficas de comparación con los modelos mediante una flecha, pero no se corregirán en las tablas.

Por último, existe una pequeña contribución por la emisión térmica por polvo<sup>14</sup>. Es despreciable en J y H e inferior al 2% en  $K_s$ , y no la tendremos en cuenta.

## 5.2.3 Fotometría en $H\alpha$

#### Observaciones

La obtención de las imágenes en H $\alpha$  y continuo adyacente se realizaron durante las mismas campañas de observaciones ópticas en banda ancha. En concreto, se usaron

 $<sup>^{14}</sup>$ El flujo de una galaxia *starburst* en NIR es la suma de (1) continuo estelar + (2) continuo nebular + (3) líneas de emisión nebulares + (4) emisión térmica por polvo.

TABLA 5.5: Características de los 7 filtros estrechos en H $\alpha$  usados en 2.56m NOT y de los 8 usados en el telescopio 2.2m CAHA.

| Filtros 2.56m NOT  | NOT-21 | IAC-20             | IAC-12  | IAC-24           | IAC-19           | IAC-39             | IAC-36 |         |
|--|--------|--------------------|---------|------------------|------------------|--------------------|--------|---------|
| $\begin{array}{l} \lambda_{central} \ (\text{\AA}) \\ \text{FWHM} \ (\text{\AA}) \\ \text{Máx. Transm} \ (\%) \end{array}$ |        | $6571 \\ 47 \\ 94$ |         |                  | 6687<br>50<br>96 | $6767 \\ 50 \\ 97$ |        |         |
| Filtros 2 2m CAHA  | 619/10 | CE0 /F             | 0.01 /0 | a a <b>-</b> / a | 0=1/=            | 000 /0             | 000/11 | EOE /10 |
| FIITIOS 2.2III CAIIA   | 613/12 | 658/5              | 661/3   | 667/8            | 674/7            | 683/9              | 696/15 | 727/16  |



FIGURA 5.5: Curva de transmitancia de los filtros estrechos usados en el telescopio 2.2m CAHA.

los telescopios 2.56m NOT (enero – marzo de 2004, abril de 2005 y abril de 2006) y 2.2m CAHA (diciembre de 2000 y noviembre de 2004), con las mismas características vistas anteriormente. Para cada galaxia se seleccionó un filtro estrecho a una longitud de onda tal que la intensa línea nebular de H $\alpha$   $\lambda$ 6562.82 fuese observable. La selección del filtro H $\alpha$  dependía básicamente del desplazamiento al rojo de la galaxia a observar. Además del filtro H $\alpha$ , se seleccionaba otro filtro cercano sin líneas de emisión importantes para generar una imagen del continuo nebular. En la Tabla 5.5 se indican las propiedades de los filtros estrechos usados en cada telescopio, mientras que en la Figura 5.5 representamos la curva de transmitancia de los filtros estrechos usados en el telescopio 2.2m CAHA.

Se obtuvieron imágenes en H $\alpha$  de todas las galaxias de la muestra, excepto de POX 4, para la que usaremos los valores dados por Méndez (1999). Para la noche del 20 de diciembre de 2000 en 2.2m CAHA, en la que se observó la galaxia Mkn 1199, no se pudieron tomar estrellas de calibración fotométrica, pero como veremos en §6.4 usamos nuestros datos espectroscópicos para conseguir una *calibración tentativa* del flujo en H $\alpha$  de Mkn 1199. En la Tabla 5.6 se recogen los datos básicos de todas las observaciones en H $\alpha$ .

TABLA 5.6: Resumen de las observaciones en imágenes  $H\alpha$ .

| Galaxia         | Telescopio | Fecha    | $_{ m Hlpha}$ | Tiempo         | K    | Filtro $H\alpha$ cont. | Tiempo         | K    | $\stackrel{\rm seeing^a}{('')}$ |
|-----------------|------------|----------|---------------|----------------|------|------------------------|----------------|------|---------------------------------|
| HCG 31          | 2.2CAHA    | 04/11/06 | 667/8         | $4 \times 300$ | 1.44 | 683/9                  | $1 \times 300$ | 1.37 | 1.0                             |
| Mkn 1087        | 2.2CAHA    | 04/11/06 | 674/7         | $4 \times 300$ | 1.21 | 727/16                 | $2 \times 300$ | 1.23 | 1.3                             |
| Haro 15         | 2.2CAHA    | 04/11/06 | 667/8         | $3 \times 300$ | 1.65 | 683/9                  | $1 \times 300$ | 1.73 | 1.5                             |
| Mkn 1199        | 2.2CAHA    | 00/12/20 | 667/8         | $3 \times 600$ | 1.03 | 613/12                 | $3 \times 600$ | 1.00 | 2.2                             |
| Mkn 5           | NOT        | 05/04/04 | IAC-20        | $3 \times 300$ | 1.54 | IAC-36                 | $2 \times 300$ | 1.55 | 0.8                             |
| Pox $4^b$       | NOT        | 97/02/04 | IAC-24        | $3 \times 900$ | -    | NOT-21                 | $3 \times 600$ | -    | 1.2                             |
| UM 420          | 2.2CAHA    | 04/11/06 | 696/15        | $3 \times 300$ | 1.26 | 667/8                  | $1 \times 300$ | 1.30 | 1.0                             |
| IRAS 08208+2816 | NOT        | 04/01/20 | IAC-36        | $3 \times 300$ | 1.02 | NOT-21                 | $3 \times 300$ | 1.00 | 0.6                             |
| IRAS 08339+6517 | NOT        | 04/03/20 | IAC-19        | $3 \times 300$ | 1.25 | IAC-20                 | $2 \times 300$ | 1.26 | 0.6                             |
| SBS 0926+606A   | 2.2CAHA    | 04/11/07 | 667/8         | $3 \times 300$ | 1.12 | 683/9                  | $1 \times 300$ | 1.10 | 1.4                             |
| SBS 0948+532    | NOT        | 05/04/05 | IAC-36        | $3 \times 300$ | 1.10 | IAC-19                 | $2 \times 300$ | 1.11 | 1.4                             |
| SBS 1054+365    | NOT        | 04/01/20 | NOT-21        | $4 \times 300$ | 1.06 | -                      | _              | -    | -                               |
|                 | NOT        | 04/03/20 | _             | _              | -    | IAC-36                 | $2 \times 300$ | 1.04 | 0.7                             |
| SBS 1211+540    | NOT        | 05/04/04 | IAC-20        | $3 \times 300$ | 1.16 | IAC-36                 | $2 \times 300$ | 1.19 | 0.6                             |
| SBS 1319+579    | NOT        | 04/03/20 | IAC-12        | $3 \times 300$ | 1.18 | IAC-36                 | $2 \times 300$ | 1.20 | 0.7                             |
|                 | NOT        | 05/04/03 | IAC-12        | $4 \times 300$ | 1.15 | IAC-36                 | $2 \times 300$ | 1.14 | 0.8                             |
| SBS 1415+437    | NOT        | 05/04/03 | IAC-20        | $3 \times 300$ | 1.06 | IAC-36                 | $2 \times 300$ | 1.08 | 0.6                             |
| III Zw 107      | 2.2CAHA    | 04/11/06 | 667/8         | $3 \times 300$ | 1.03 | 683/9                  | $1 \times 300$ | 1.05 | 1.0                             |
| Tol 9           | NOT        | 06/04/26 | IAC-24        | $3 \times 900$ | 1.85 | IAC-36                 | $3 \times 300$ | 2.00 | 0.9                             |
| Tol 1457-262a   | NOT        | 04/03/20 | IAC-20        | $3 \times 300$ | 1.80 | IAC-19                 | $3 \times 300$ | 1.85 | 1.0                             |
| Arp 252         | NOT        | 04/01/20 | IAC-39        | $4 \times 300$ | 1.52 | IAC-36                 | $3 \times 300$ | 1.55 | 0.7                             |
| NGC 5253        |            |          |               |                |      |                        |                |      |                                 |

<sup>a</sup> Se indica el peor valor del seeing.

 $^{b}$ Imágenes extraídas de Méndez y Esteban (2000).

#### Reducción de las imágenes en $H\alpha$

La reducción de las imágenes en H $\alpha$  y continuo adyacente se realizó de manera completamente análoga al método descrito para la reducción de las imágenes ópticas en banda ancha.

#### Calibración de las imágenes en $H\alpha$

No obstante, la calibración en flujo de las imágenes en H $\alpha$  sí fue realizada de forma distinta a la explicada anteriormente. Se decidió seguir el método desarrollado por Barth et al. (1994), explicado en de Pablos (1999), Méndez (1999) y Cedrés (2003), que detallamos a continuación. Para la calibración en flujo de los datos, se usaron estrellas espectrofotométricas estándares de Hamuy et al. (1992) y Tereshchenko (2002). Durante la noche, la estrella de calibración se observa en cada filtro en dos posiciones a masas de aire muy distintas.

1. Primero calculamos las constantes de calibración  $a_l$ ,  $b_l$ ,  $a_c$  y  $b_c$  (donde los subíndices l y c denotan a las imágenes tomadas en la *línea* de H $\alpha$  y del *continuo*, respectivamente) a partir de la estrella de calibración espectrofotométrica, siguiendo un proceso análogo al visto en óptico (no olvidar quitar la contribución del cielo). La única diferencia es que ahora debemos consultar las tablas con las magnitudes monocromáticas de la estrella de calibración. Oke y Gunn (1983) postularon que la magnitud monocromática,  $m_{\lambda}$ , para

estrellas de calibración<sup>15</sup> viene dada por:

$$m_{\lambda} = -2.5 \log f_{\nu} - 48.59. \tag{5.10}$$

Introduciendo en la ecuación anterior el valor  $f_{\lambda}$  para las longitudes de onda centrales de los filtros en H $\alpha$  y continuo adyacente, calculamos la magnitud real de la estrella de calibración en ambos filtros  $(m_l \ y \ m_c)$ . Además, para una posición cualquiera, apuntamos el número de cuentas por segundo de la estrella de calibración en el filtro H $\alpha$   $(F_l^*)$  y en el filtro de continuo  $(F_c^*)$ 

- 2. Por otro lado, sustraemos el valor del cielo en las imágenes en H $\alpha$  y continuo adyacente, alineándolas también. Comprobamos que *ambas imágenes tienen* el mismo tamaño de seeing. En caso contrario, aplicamos un desenfoque gaussiano (usando la tarea gauss) para degradar la imagen con mejor seeing.
- 3. Para calcular el flujo neto en H $\alpha$  de un objeto, hay que aplicar la relación (Cedrés 2003):

$$F_{\mathrm{H}\alpha} = C \times (AF_l - \alpha BF_c), \tag{5.11}$$

donde A,  $B \neq C$  unos parámetros a determinar,  $\alpha$  un factor próximo a la unidad que da cuenta de las diferencias entre los continuos del filtro de H $\alpha$ y del continuo y  $F_l \neq F_c$  son las cuentas por segundo de nuestro objeto en el filtro H $\alpha$  y en el continuo, respectivamente. En realidad, esta expresión nos indica las operaciones que debemos efectuar entre nuestras imágenes para obtener una única imagen final calibrada en H $\alpha$ : multiplicar la imagen en H $\alpha$ por A, la imagen del continuo de H $\alpha$  por  $\alpha B$ , restar la segunda a la primera y multiplicar por C la imagen resultante.

4. Calculamos A, que viene dada por la expresión:

$$A = \frac{10^{-0.4 \times [m_l + 48.59 - b_l(K_l - K_l^*)]}}{F_l^*},$$
(5.12)

donde  $m_l$  es la magnitud de la estrella de calibración en H $\alpha$ ,  $b_l$  la constante de calibración para las imágenes en H $\alpha$ ,  $K_l$  la masa de aire de la galaxia en el filtro H $\alpha$ ,  $K_l^*$  la masa de aire de la estrella de calibración en el filtro H $\alpha$  y  $F_l^*$ el número de cuentas por segundo en el filtro H $\alpha$  de la estrella de calibración.  $K_l^*$  y  $F_l^*$  deben ser para la misma posición.

5. Calculamos *B*, de forma similar:

$$B = \frac{10^{-0.4 \times [m_c + 48.59 - b_c(K_c - K_c^*)]}}{F_c^*},$$
(5.13)

<sup>&</sup>lt;sup>15</sup>Recordar que para pasar de  $f_{\nu}$  (en erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup> Hz<sup>-1</sup>) a  $f_{\lambda}$  (en erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup> cm<sup>-1</sup>) hay que aplicar  $f_{\nu} = f_{\lambda} \frac{\lambda^2}{c}$ , donde las unidades de  $\lambda$  son cm (1 Å=10<sup>-8</sup> cm) y  $c = 3 \times 10^{10}$  cm s<sup>-1</sup>. Además, 1 nW m<sup>-2</sup>cm<sup>-1</sup>=10<sup>-6</sup> erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup> cm<sup>-1</sup> (notación usada en Tereshchenko 2002).

donde  $m_c$  es la magnitud de la estrella de calibración en el filtro de continuo,  $b_c$  la constante de calibración para las imágenes en el continuo,  $K_c$  la masa de aire de la galaxia en el filtro de continuo,  $K_c^*$  la masa de aire de la estrella de calibración en el filtro continuo y  $F_c^*$  el número de cuentas por segundo en el filtro de continuo de la estrella de calibración.  $K_c^*$  y  $F_c^*$  deben ser para la misma posición.

- 6. A y B suelen ser números muy pequeños (del orden de  $10^{-28}$ ). Para no multiplicar las imágenes por estos factores (puede dar lugar a errores), consideramos  $A = A_e E$  y  $B = B_e E$ , siendo  $E = 10^{-28}$  (pueden elegirse otros valores, como  $10^{-29}$ , dependiendo del valor preciso de A y B). Multiplicamos la imagen en H $\alpha$  por el factor  $A_e$  y la imagen de continuo por  $B_e$ .
- 7. Ahora procedemos a restar la imagen de continuo a la imagen en H $\alpha$ . La idea es que, al sustraerse las imágenes para obtener la imagen neta en H $\alpha$ , las estrellas de campo *desaparezcan* todo lo posible (ver Figura 5.6). Es aquí donde tenemos que probar varios valores de  $\alpha$  (alrededor de 1) para conseguir la imagen más libre de estrellas. Obtenemos al final de este paso una imagen neta en la línea de H $\alpha$ .
- 8. Calculamos el factor C:

$$C = c \frac{\Delta \lambda_l}{\lambda_l^2 T r_l},\tag{5.14}$$

donde  $c \sim 3 \times 10^{18}$  Å s<sup>-1</sup> es la velocidad de la luz,  $\Delta \lambda_l$  es la FWHM del filtro H $\alpha$  (en Å),  $\lambda_l$  es la longitud de onda observada de la línea H $\alpha$  (en Å) y  $Tr_l$  es la transmitancia del filtro H $\alpha$  a la longitud de onda  $\lambda_l$ .

 9. Por último, realizamos fotometría de apertura con la tarea *polyphot* integrando todo el flujo (cuentas), F<sub>cuentas</sub>, dentro de la región irregular a analizar (dibujada con la tarea *polymark*). El flujo en Hα del objeto, F<sub>Hα</sub>, en unidades de erg s<sup>-1</sup> cm<sup>-2</sup> será:

$$F_{\mathrm{H}\alpha} = C \times \frac{F_{\mathrm{cuentas}}}{t} \times E,$$
 (5.15)

siendo t el tiempo de exposición de la imagen en H $\alpha$ .

Para agilizar todo el proceso, se crearon los *scripts* fotometria-ha1.cl (para obtener la imagen neta en H $\alpha$ ) y fotometria-ha2.cl (para dibujar contornos sobre la imagen neta en H $\alpha$  y calcular su flujo). Este segundo *script* corregía además tanto por extinción como por contaminación de [N II] introduciendo los valores previamente determinados mediante nuestro análisis espectroscópico. Los errores en el flujo de H $\alpha$  se determinaron considerando la FWHM de la PSF, el nivel del cielo, la calibración en flujo, el error en  $C(H\beta)$  y la contaminación por [N II]. También se tuvo en cuenta si pequeñas variaciones del tamaño de la región analizada afectaban al resultado fotométrico final.



FIGURA 5.6: Imágenes de la galaxia SBS 1319+579 en los filtros H $\alpha$  (IAC-12, izquierda) y continuo (IAC-36, centro). A la derecha se muestra la imagen neta de H $\alpha$  tras la sustración del continuo siguiendo el método explicado en el texto. Nótese la práctica desaparición tanto de las estrellas como de las galaxias de fondo en la imagen de la derecha.

#### Corrección por extinción

Tal y como vimos en el apartado  $\S3.10$  y en el Apéndice A, a partir del  $C(H\beta)$  obtenido de nuestros espectros y considerando la ley de Cardelli et al. (1989) con  $R_V=3.1$ , el flujo de H $\alpha$  corregido por extinción será:

$$F_{\rm H\alpha}^0 = F_{\rm H\alpha} \times 10^{C(\rm H\beta) \times 0.703}.$$
 (5.16)

#### Corrección de contaminación de [N II]

Aunque los filtros en H $\alpha$  que se han usado son muy estrechos (FWHM de alrededor de 50 Å), también incluyen la emisión por las líneas cercanas de [N II]  $\lambda\lambda$ 6548,6583. En algunos casos, pueden suponer incluso el 30% de la emisión en H $\alpha$ . Para corregir este efecto usamos nuestros datos espectroscópicos para determinar los cocientes  $N_1$ =[N II]  $\lambda$ 6548/H $\alpha$  y  $N_2$ =[N II]  $\lambda$ 6583/H $\alpha$  y aplicamos la relación (Méndez 1999):

$$F_{\rm H\alpha}^{\rm real} = \frac{F_{\rm H\alpha}^0 T r_{\rm H\alpha}}{T r_{\rm H\alpha} + T r_{\rm [N \, II] \, \lambda6548} N_1 + T r_{\rm [N \, II] \, \lambda6583} N_2},\tag{5.17}$$

donde  $Tr_{H\alpha}$ ,  $Tr_{[N II] \lambda 6548}$  y  $Tr_{[N II] \lambda 6583}$  son la transmitancia del filtro en la longitud de onda observada (sin corregir de desplazamiento Doppler) de H $\alpha$ , [N II]  $\lambda 6548$  y [N II]  $\lambda 6583$ , respectivamente. Como [N II]  $\lambda 6583$  es la línea más brillante, es también útil conocer que  $F_{[N II]6583} \sim 3 \times F_{[N II]6548}$  (Osterbrock 1989). Para la mayoría de las galaxias *starbursts* la contribución de las líneas de emisión de [N II] suele ser entre el 10 y el 20% del flujo de H $\alpha$ .

#### Cálculo de la masa de gas ionizado y del cúmulo estelar ionizante

A partir del flujo en H $\alpha$  podemos estimar la masa de gas ionizado presente en cada sistema,  $M_{\rm H\,II}$ , a partir de la expresión (Osterbrock 1989)

$$M_{\rm H\,II} = \frac{m_p Q({\rm H})}{n_e (1+y^+) \alpha_B({\rm H}^0, T_e)},\tag{5.18}$$

donde  $m_p$  es la masa del protón,  $y^+$  es la abundancia de helio una vez ionizado,  $\alpha_{\mathrm{H}\beta}^{eff}(\mathrm{H}^0, T_e)$  el coeficiente recombinación total del hidrógeno suponiendo el Caso B y  $Q(\mathrm{H})$  el flujo de fotones ionizantes (en unidades de fotones s<sup>-1</sup>). El flujo de fotones ionizantes puede determinarse directamente de la luminosidad en H $\alpha$  (en unidades de erg s<sup>-1</sup> y corregida tanto por extinción como por contaminación de [N II]),

$$Q(\mathrm{H}) = 7.318 \times 10^{11} L_{\mathrm{H}\alpha},\tag{5.19}$$

siguiendo el Apéndice B de Méndez (1999) y donde hemos introducido los valores concretos de todas las variables involucradas. Con esto, la Ecuación 5.18 se puede reescribir como (Pérez-Montero 2002)

$$M_{\rm H\,II} = 1.485 \times 10^{-35} L_{\rm H\alpha} \left(\frac{n_e}{100}\right),\tag{5.20}$$

donde también se supone que la abundancia de helio ionizado es  $y^+=0.10$  y el resultado obtenido está en masas solares. La luminosidad en H $\alpha$  se calcula siguiendo el procedimiento usual,

$$L_{\rm H\alpha} = 4\pi \, d^2 \, F_{\rm H\alpha} = 1.197 \times 10^{50} \, d^2 \, F_{\rm H\alpha}, \tag{5.21}$$

donde expresamos la distancia d en Mpc,  $F_{\rm H\alpha}$  en unidades de erg s<sup>-1</sup> cm<sup>-2</sup> y  $L_{\rm H\alpha}$  en unidades de erg s<sup>-1</sup>.

Por otro lado, a partir de una serie de modelos evolutivos, Díaz (1999) proporciona la siguiente expresión para el cálculo de la masa del cúmulo estelar ionizante,  $M_{\star}$ , en función de la anchura equivalente de H $\beta$  (que nosotros determinaremos mediante espectroscopía) y el flujo de fotones ionizantes,

$$\log M_{\star} = \log Q(\mathbf{H}) - [0.86 \log W(\mathbf{H}\beta) + 44.48].$$
(5.22)

Al considerar  $W(H\beta)$  en esta relación se está teniendo en cuenta el estado evolutivo del cúmulo (ver §4.7.1).

#### Cálculo de $W(\mathbf{H}\alpha)$

La anchura equivalente de H $\alpha$ ,  $W(H\alpha)$ , se define como el cociente de la emisión en H $\alpha$  entre el continuo nebular subyacente en 1 Å (Belley y Roy 1992),

$$W(\mathrm{H}\alpha) = \frac{F_{\mathrm{H}\alpha}}{F_{\mathrm{c}\mathrm{H}\alpha}} \Delta \lambda_{\mathrm{c}\mathrm{H}\alpha}, \qquad (5.23)$$

donde  $F_{H\alpha}$  es el flujo en H $\alpha$ ,  $F_{cH\alpha}$  es el flujo del continuo adyacente y  $\Delta\lambda_{cH\alpha}$  es la FWHM del filtro que se usa de continuo de H $\alpha$  (en Å). De forma práctica, podemos calcular  $W(H\alpha)$  a partir de las imágenes en filtros estrechos usando la siguiente relación (Cedrés 2003):

$$W(\mathrm{H}\alpha) = \frac{\mathrm{Cuentas}_{\mathrm{H}\alpha}}{\mathrm{Cuentas}_{\mathrm{cH}\alpha} \times (\mathrm{A} - \alpha \mathrm{B})} \times \frac{F_{\mathrm{H}\alpha}^{\mathrm{real}}}{F_{\mathrm{H}\alpha}} \times \Delta\lambda_{\mathrm{cH}\alpha}, \tag{5.24}$$

siendo Cuentas<sub>H</sub> $\alpha$  y Cuentas<sub>cH</sub> $\alpha$  el número de cuentas en el filtro H $\alpha$  y continuo adyacente, respectivamente, de la región analizada,  $F_{H\alpha}^{real}$  y  $F_{H\alpha}$  el flujo real (corregido tanto por extinción como por contaminación de [NII]) y el flujo sin corregir obtenido con la Ecuación 5.15 y los parámetros A, B y  $\alpha$  los obtenidos en el proceso anterior.

# 5.3 Observaciones espectroscópicas

Las observaciones espectroscópicas realizadas para este trabajo son principalmente de rendija larga con resolución intermedia. No obstante, para la galaxia NGC 5253 se obtuvo espectroscopía *echelle* de alta resolución. En este apartado se detallan cada una de estas observaciones.

## 5.3.1 Observaciones espectroscópicas de resolución intermedia usando rendija larga

La obtención de los espectros de resolución intermedia usando rendija larga se realizó básicamente en los telescopios 2.5m INT y 4.2m *William Herschel* (WHT), ambos localizado en el Observatorio del Roque de los Muchachos (La Palma), durante tres campañas de observación entre 1999 y 2002. No obstante, con el objetivo de completar la muestra de galaxias WR presentada en esta tesis, se aprovecharon las campañas de observación en banda ancha óptica en 2.56m NOT usando la cámara ALFOSC para conseguir datos espectroscópicos de IRAS 08339+6517, Tol 1457-262a, Arp 252 y reobservar Tol 9. Los detalles de las observaciones en cada telescopio son los siguientes:

 Observaciones en 2.5m INT. Se realizaron entre el 27 y el 29 de diciembre de 1999 usando el espectrógrafo IDS (Intermediate Dispersion Spectrograph) colocado en el foco Cassegrain con la camara de 235 mm. La CCD empleada era una EEV con una configuración de 2148×4200 píxeles, siendo el tamaño del píxel de 13.5 µm. La resolución espacial de la CCD es de 0.40" pix<sup>-1</sup>. La rendija tenía un tamaño de 2.8' de largo y 1" de ancho. Se usó la red de dispersión (grating) R400V, que tiene una dispersión de 104.5 Å mm<sup>-1</sup> y una resolución espectral efectiva de 1.40 Å pix<sup>-1</sup>. Cada espectro individual cubría el rango 3200 – 7700 Å. Por cada posición de rendija se tomaron exposiciones de lámparas de CuAr para calibrar los espectros en longitud de



FIGURA 5.7: Telescopio William Herschel (WHT) de 4.2m, localizado en el Observatorio del Roque de los Muchachos en la isla de La Palma. Fotografías obtenidas por el autor (izquierda) y por Sergio Simón-Díaz (derecha).

onda. La calibración en flujo se consiguió observando estrellas espectrofotométricas estándares del catálogo de Massey et al. (1988). En concreto, en estas observaciones se usaron las estrellas Feige 56, Hiltner 600 y Feige 110.

- 2. Observaciones en 4.2m WHT. Se tuvieron dos campañas de observación en este telescopio (ver Figura 5.7): 29–31 de diciembre de 2000<sup>16</sup> y 27 de diciembre de 2002<sup>17</sup>. Para ambas se empleó el espectrógrafo ISIS colocado en el foco Cassegrain. ISIS posee dos brazos independientes con los que se consiguen simultáneamente observaciones en las bandas azul y roja del espectro. Un dicroico, situado a 5400 Å, separaba los dos haces de luz. Se usaron configuraciones diferentes para cada campaña de observación:
  - (a) Observaciones diciembre 2000:
    - Brazo azul: Se colocó en el brazo azul de ISIS una CCD tipo EEV de tamaño 4096×2048 píxeles, con un tamaño de píxel de 13.5 μm. La resolución espacial con esta configuración era de 0.20" pix<sup>-1</sup>. La red de dispersión (grating) usada fue la R600B, que proporciona una

<sup>&</sup>lt;sup>16</sup>Nuestras observaciones del Milenio.

 $<sup>^{17}</sup>$ Tambien se obtuvo tiempo de observación para la noche del 4 de marzo de 2005. Sin embargo, esa noche no se pudo observar debido a fenómenos meteorológicos adversos. Por esta causa se decidió realizar espectroscopía en 2.56m NOT usando ALFOSC durante nuestra campaña de observaciones en banda óptica.

dispersión de 33 Å mm<sup>-1</sup> y una resolución espectral efectiva de 2.0 Å pix<sup>-1</sup>. Se cubría así el rango 3600 – 5200 Å.

- Brazo rojo: Disponía de una CCD tipo TEK de  $1024 \times 1024$  píxeles, siendo el tamaño de píxel de 24  $\mu$ m y la resolución espacial de 0.36" pix<sup>-1</sup>. Se usó la red de dispersión R316R, que proporciona una dispersión de 66 Å mm<sup>-1</sup> y una resolución espectral efectiva de 3.9 Å pix<sup>-1</sup>, cubriéndose el rango 5400 6800 Å.
- (b) Observaciones diciembre 2002:
  - Brazo azul: Se usó la misma CCD que en el caso anterior pero una red de dispersión (grating) distinta, la R1200B, que proporciona una dispersión de 17 Å mm<sup>-1</sup> y una resolución espectral efectiva de 0.86 Å pix<sup>-1</sup>. Se cubría el rango 4450 – 5480 Å.
  - Brazo rojo: Utilizaba una CCD tipo Marconi de 4700×2148 píxeles, siendo el tamaño de píxel de 14.5 μm y la resolución espacial de 0.20" pix<sup>-1</sup>, por lo tanto, idéntica a la obtenida en el brazo azul. De nuevo se usó la red de dispersión R316R, pero en este caso se cubría un rango mayor, 5370 8690 Å, al tener una CCD de mayor tamaño que para las observaciones de diciembre de 2000.

En ambos casos la rendija cubría un tamaño de 3.7' de largo y 1" de ancho. Se usaron lámparas de CuAr (brazo azul) y CuNe (brazo rojo) para calibrar en longitud de onda los espectros, tomándose exposiciones para cada posición de rendija. La calibración en flujo se consiguió observando las estrellas espectrofotométricas G191, B2B y Feige 34 (diciembre 2000) y Feige 15, Feige 110, Hiltner 600 y Hz44 (diciembre 2002), pertenecientes al catálogo de Massey et al. (1988).

- 3. Observaciones en 2.56m NOT. Se empleó el instrumento ALFOSC que ha demostrado ser muy versátil para los estudios desarrollados en esta tesis<sup>18</sup>. La CCD empleada fue la misma que la descrita para los filtros ópticos, con una resolución espacial de 0.19" pix<sup>-1</sup>. La rendija tenía un tamaño de 6.4' (el campo de visión de la cámara) de largo por 1" de ancho. Se usaron las siguientes redes de difracción (gratings):
  - (a) Observaciones 20 marzo de 2004. Se usó el grisma #7 con 600 líneas mm<sup>-1</sup> y resolución espectral de 1.5 Å pix<sup>-1</sup>, cubriéndose un rango entre 3200 y 6800 Å.. Sólo se observó la galaxia IRAS 08339+6517 (ver Capítulo 8).
  - (b) Observaciones 4 abril de 2005 y 26–27 abril 2006. Con la experiencia de la campaña anterior, se decidió usar dos grismas distintos para cubrir las zonas azul y roja del espectro. Las características de cada uno son:

 $<sup>^{18}</sup>$ No en vano, se ha usado para imágenes ópticas tanto en banda ancha como en banda estrecha y para espectroscopía.

- Grisma #14 para el rango azul. Este grisma tiene 600 líneas mm<sup>-1</sup> y una resolución espectral de 1.4 Å pix<sup>-1</sup>, cubriéndose un rango entre 3300 y 6100 Å. Esta red de difracción es relativamente poco eficiente en su zona más azul, para  $\lambda \leq 4000$  Å, por lo que fue difícil obtener un buen continuo en este rango, aunque las líneas de emisión (especialmente el doblete [O II]  $\lambda\lambda$ 3726,29 observado como única línea) sí pudieron ser medidas con buena precisión.
- Grisma #8 para el rango rojo. Este grisma tiene 600 líneas mm<sup>-1</sup> y una resolución espectral de 1.3 Å pix<sup>-1</sup>, cubriéndose un rango entre 5800 y 8300 Å.

Las galaxias observadas en abril de 2005 fueron ESO 566-7 y Tol 1457-262a, mientras que se re-observó Tol 9 en 2006. En cada posición de rendija, se tomaron exposiciones de lámparas de He y Ne para calibrar en longitud de onda los espectros. La calibración en flujo se consiguió en ambos casos con la observación de la estrella espectrofotométrica Feige 56 (Massey et al. 1988).

Siempre se tomaron tres o cuatro exposiciones en cada posición de rendija para obtener una buena relación señal a ruido y conseguir una buena limpieza de rayos cósmicos. En la Tabla 5.7 se detallan las observaciones espectroscópicas de resolución intermedia usando rendija larga para nuestra muestra de galaxias.

#### Reducción y calibrado de los espectros de rendija larga

La reducción de los espectros se realizó en el IAC usando las tareas típicas de IRAF siguiendo el proceso explicado en  $\S5.2.1^{19}$ . Para la extracción de los espectros unidimensionales individuales a partir de los espectros bidimensionales (mostramos un ejemplo espectro 2D en la Figura 5.8) se siguieron los siguientes pasos, descritos con detalle en *A User's Guide to Reducing Slit Spectra with* IRAF (Massey, Valdes y Barnes, 1992):

 Calibración en longitud de onda. Usando las imágenes de las lámparas de calibración para cada posición de rendija, ejecutamos la tarea *ident* dentro del paquete *stsdas.twodspec.apextract* para identificar las líneas de la lámpara<sup>20</sup>. Ejecutamos la tarea *fitcoords* para realizar el ajuste bidimensional en longitud de onda para cada lámpara de calibración y posición (*ident* sólo identifica la banda central en dirección espacial). Una vez calibrada la imagen de la lámpara, ejecutamos la tarea *transform* sobre las imágenes científicas (objetos y estrellas de calibración espectrofotométrica) usando como dato la calibración dada en la imagen de la lámpara.

 $<sup>^{19}</sup>$ No obstante, ahora es útil usar la tarea response dentro del paquete stsda.twospec.longslit para obtener las imágenes de flat-field.

 $<sup>^{20}</sup>$ Una vez identificadas las líneas de calibración en una posición podemos usar la tarea *reident* para identificar las líneas en las demás posiciones.

| Galaxia             | Tel.                                   | Fecha   | Tiempo<br>(s)  | Espacia<br>("/pix)  | l Red  | P.A.<br>(°)                               | Espectra<br>(Å/pix)   | $\begin{array}{cc} 1 & \Delta\lambda \\ (\hat{A}) \end{array}$   | K  |
|---------------------|--|---|--|---|--|---|---|--|--|
| HCG 31              | WHT<br>WHT<br>WHT<br>WHT<br>WHT<br>WHT | 00/12/29<br>00/12/29<br>00/12/30<br>00/12/30<br>00/12/31<br>00/12/31  | $\begin{array}{c} 4 \times 1800 \\ 4 \times 1800 \end{array}$ | $0.20 \\ 0.36 \\ 0.20 \\ 0.36 \\ 0.20 \\ 0.36 \\ 0.36$      | R600B<br>R136R<br>R600B<br>R136R<br>R600B<br>R136R                 |   | $0.45 \\ 1.49 \\ 0.45 \\ 1.49 \\ 0.45 \\ 1.49 \\ 0.45 \\ 1.49$  | $\begin{array}{c} 3650{-}5100\\ 5300{-}6650\\ 3600{-}5200\\ 5500{-}6850\\ 3660{-}5050\\ 5450{-}6850 \end{array}$                 | $1.19 \\ 1.19 \\ 1.20 \\ 1.20 \\ 1.45 \\ 1.45 \\ 1.45$ |
| Mkn 1087            | WHT<br>WHT<br>INT<br>INT<br>INT<br>INT | $\begin{array}{c} 00/12/31\\ 00/12/31\\ 99/12/28\\ 99/12/27\\ 99/12/27\\ 99/12/27\\ 99/12/27\\ \end{array}$ | $3 \times 1800$<br>$3 \times 1800$<br>$4 \times 1200$<br>$3 \times 1200$<br>$3 \times 1200$<br>$3 \times 1200$<br>$3 \times 1200$                  | $0.20 \\ 0.36 \\ 0.40 \\ 0.40 \\ 0.40 \\ 0.40 \\ 0.40$      | R600B<br>R136R<br>R400V<br>R400V<br>R400V<br>R400V                 | $358 \\ 358 \\ 357 \\ 6 \\ 62 \\ 120$     | $0.45 \\ 1.49 \\ 1.40 \\ 1.40 \\ 1.40 \\ 1.40 \\ 1.40 \\ 1.40 $ | $\begin{array}{c} 3650{-}5100\\ 5300{-}6650\\ 3500{-}7700\\ 3500{-}7700\\ 3500{-}7700\\ 3500{-}7700\\ 3500{-}7700\\ \end{array}$ | $1.12 \\ 1.12 \\ 1.12 \\ 1.11 \\ 1.24 \\ 1.12$         |
| Mkn 1199            | INT<br>INT                             | $\frac{99/12/28}{99/12/28}$   | $3 \times 1200$<br>$3 \times 1200$   | $0.40 \\ 0.40$  | R400V<br>R400V   | $32 \\ 53$                                | $1.40 \\ 1.40$  | 3500-7700<br>3500-7700   | $1.02 \\ 1.00$   |
| Mkn 5               | WHT<br>WHT<br>INT<br>INT               | 02/12/27<br>02/12/27<br>99/12/29<br>99/12/29  | $3 \times 700 \\ 3 \times 700 \\ 3 \times 1200 \\ 3 \times 1200$   | $\begin{array}{c} 0.20 \\ 0.20 \\ 0.40 \\ 0.40 \end{array}$ | R1200<br>R136R<br>R400V<br>R400V                                   | $90 \\ 90 \\ 0 \\ 349$                    | $0.23 \\ 1.49 \\ 1.40 \\ 1.40$                                  | 4300-5100<br>5700-7800<br>3500-7700<br>3500-7700   | $1.90 \\ 1.90 \\ 1.54 \\ 1.47$                         |
| Haro 15             | $_{ m INT}$                            | $\frac{99/12/27}{99/12/27}$   | $3 \times 1200 \\ 3 \times 1200$   | $\begin{array}{c} 0.40 \\ 0.40 \end{array}$                 | m R400V<br>m R400V   | $\begin{array}{c} 41 \\ 117 \end{array}$  | $1.40 \\ 1.40$  | 3500-7700<br>3500-7700   | $1.67 \\ 1.40$   |
| Pox 4               | WHT<br>WHT<br>INT                      | $\begin{array}{c} 00/12/30 \\ 00/12/30 \\ 99/12/27 \end{array}$   | $3 \times 1800 \\ 3 \times 1800 \\ 4 \times 1200$  | $0.20 \\ 0.36 \\ 0.40$                                      | R600B<br>R136R<br>R400V  | $25 \\ 25 \\ 20$                          | $0.45 \\ 1.49 \\ 1.40$  | $3650-5100 \\ 5300-6650 \\ 3500-7700$  | $1.60 \\ 1.60 \\ 1.54$                                 |
| UM 420              | WHT<br>WHT<br>INT                      | $\begin{array}{c} 00/12/30 \\ 00/12/30 \\ 99/12/28 \end{array}$   | $4 \times 1800 \\ 4 \times 1800 \\ 3 \times 1200$  | $0.20 \\ 0.36 \\ 0.40$                                      | R600B<br>R136R<br>R400V  | 90<br>90<br>90                            | $0.45 \\ 1.49 \\ 1.40$  | $3650-5100 \\ 5300-6650 \\ 3500-7700$  | $1.14 \\ 1.14 \\ 1.23$                                 |
| IRAS 08208+2816     | INT<br>INT<br>INT                      | 99/12/28<br>99/12/28<br>99/12/28  | $3 \times 1200 \\ 3 \times 1200 \\ 3 \times 1200$  | $0.40 \\ 0.40 \\ 0.40$                                      | R400V<br>R400V<br>R400V  | $10 \\ 345 \\ 355$                        | $1.40 \\ 1.40 \\ 1.40$  | 3500-7700<br>3500-7700<br>3500-7700  | $1.11 \\ 1.01 \\ 1.32$                                 |
| IRAS $08339 + 6517$ | NOT                                    | 04/03/20  | $3 \times 900$   | 0.19  | g7   | 138                                       | 1.50  | 3600-6800  | 1.33   |
| SBS 0926 + 606A     | WHT<br>WHT                             | $\begin{array}{c} 02/12/27 \\ 02/12/27 \end{array}$   | $3 \times 600$<br>$3 \times 600$   | $0.20 \\ 0.20$  | R1200<br>R136R   | 27<br>27                                  | $0.23 \\ 1.49$  | 4300-5100<br>5700-7800   | $\begin{array}{c} 1.18\\ 1.18\end{array}$              |
| SBS 0948+532        | WHT<br>WHT                             | $\begin{array}{c} 00/12/31 \\ 00/12/31 \end{array}$   | $3 \times 1800 \\ 3 \times 1800$   | $0.20 \\ 0.36$  | m R600B<br>R136R   | $\begin{array}{c} 114 \\ 114 \end{array}$ | $0.45 \\ 1.49$  | $3650-5100 \\ 5300-6650$   | $\begin{array}{c} 1.10 \\ 1.10 \end{array}$            |
| SBS 1054 + 365      | INT                                    | 99/12/29  | $3 \times 1200$  | 0.40  | R400V  | 55  | 1.40  | 3500-7700  | 1.15   |
| SBS 1211+540        | $_{\rm WHT}$                           | $\begin{array}{c} 00/12/31 \\ 00/12/31 \end{array}$   | $3 \times 1800 \\ 3 \times 1800$   | $0.20 \\ 0.36$  | m R600B R136R  | $138 \\ 138$                              | $0.45 \\ 1.49$  | 3650-5100<br>5300-6650   | $\begin{array}{c} 1.12 \\ 1.12 \end{array}$            |
| SBS 1319+579        | $_{\rm WHT}$                           | $\frac{02/12/27}{02/12/27}$   | $3 \times 600$<br>$3 \times 600$   | $0.20 \\ 0.20$  | m R1200 m R136R  | $\frac{39}{39}$                           | $0.23 \\ 1.49$  | 4300-5100<br>5700-7800   | $\begin{array}{c} 1.48 \\ 1.48 \end{array}$            |
| SBS 1415+437        | WHT<br>WHT                             | $\frac{02}{12}$   | $3 \times 600$<br>$3 \times 600$   | $0.20 \\ 0.20$  | R1200<br>R136R   | 20<br>20                                  | $0.23 \\ 1.49$  | 4300-5100<br>5300-6650   | $1.54 \\ 1.54$   |
| Tol 9               | INT<br>NOT<br>NOT                      | $99/12/27 \\ 06/04/28 \\ 06/04/27$  | $4 \times 1200 \\ 4 \times 1200 \\ 3 \times 900$   | $0.40 \\ 0.19 \\ 0.19$                                      | $\substack{ \begin{array}{c} \rm R400V \\ g14 \\ g8 \end{array} }$ | $49 \\ 109 \\ 109$                        | $1.40 \\ 1.40 \\ 1.30$  | 3500-7700<br>3300-6100<br>5800-8300  | $1.90 \\ 1.85 \\ 1.92$                                 |
| Tol 1457-262a       | NOT<br>NOT                             | $05/04/04 \\ 05/04/04$  | $3 \times 900$<br>$3 \times 900$   | $0.19 \\ 0.19$  | g14<br>g8  | $155 \\ 155$                              | $1.40 \\ 1.30$  | 3300-6100<br>5800-8300   | $1.92 \\ 1.75$   |
| ESO 566-7           | NOT<br>NOT                             | $05/04/04 \\ 05/04/04$  | $3 \times 900$<br>$3 \times 900$   | $0.19 \\ 0.19$  | g14<br>g8  | 18<br>18                                  | $1.40 \\ 1.30$  | 3300-6100<br>5800-8300   | $1.67 \\ 1.56$   |
| III $Zw 107$        | INT<br>INT                             | 99/12/28<br>99/12/28  | ${}^{3 \times 1200}_{2 \times 1200*}$  | $\begin{array}{c} 0.40\\ 0.40\end{array}$                   | m R400V<br>m R400V   | $\begin{array}{c} 0 \\ 56 \end{array}$    | $\begin{array}{c} 1.40 \\ 1.40 \end{array}$                     | 3500-7700<br>3500-7700   | $\begin{array}{c} 1.18\\ 1.43\end{array}$              |

TABLA 5.7: Resumen de las observaciones de rendija larga. Se utilizaron los telescopios 2.5m INT, 2.56m NOT y 4.2m WHT con la instrumentación especificada en el texto.

2. Extracción de espectro unidimensional. Se realiza con la tarea *apall* corrigiendo a la vez la emisión del fondo del cielo (seleccionamos zonas cercanas sin emisiones ni absorciones y promediamos) y pequeñas desviaciones en la inclinación de la dirección espectral respecto a la espacial (fijando los máximos


FIGURA 5.8: Ejemplo de imagen de un espectro a través de una rendija larga. En concreto, se trata de la posición de rendija con A.P. 133° observada para HCG 31 en el brazo azul del espectrógrafo ISIS (4.2m WHT). La dirección espacial se encuentra en el eje vertical, mientras que la dirección espectral en el horizontal, con longitudes de onda mayores hacia la derecha (entre 3600 y 5100 Å). Se muestra la emisión de los objetos G, F y E, indicándose las líneas de emisión más brillantes.

de emisión de líneas brillantes en extremos distintos de la imagen, como [O II]  $\lambda$ 3727 y H $\beta$  en los espectros del brazo azul obtenidos en 4.2m WHT, a veces también podemos usar el continuo de la galaxia). De la misma imagen podemos sacar varios espectros unidimensionales (seleccionar varias zonas dentro de la galaxia u objetos distintos) o incluso extraer distintos tamaños de aperturas (para comparar el espectro integrado en función de la distancia al centro de la galaxia, como se hizo en el estudio de IRAS 08339+6517, ver Capítulo 8). En las tablas de intensidades de líneas siempre se señalará el tamaño de la zona extraída (en ") para cada objeto. También extraemos toda la emisión de las estrellas espectrofotométricas para la calibración en flujo.

- 3. Obtención de fichero con factor de calibración en flujo. Usando los ficheros de calibración de la estrella espectrofotométrica<sup>21</sup> y el fichero de extinción atmosférica del observatorio, ejecutamos la tarea *standard* para seleccionar los rangos útiles para la calibración en flujo de la estrella (eliminando, por ejemplo, absorciones fuertes de la estrella o absorciones/emisiones atmosféricas). A continuación, ejecutamos la tarea *sensfunc* para crear un fichero que proporciona, para cada longitud de onda, el factor de calibración entre *cuentas* y *flujo* (en unidades de erg s<sup>-1</sup> cm<sup>-2</sup> Å<sup>-1</sup>). Este procedimiento lo realizamos para todas las estrellas de calibración observadas cada noche, promediando los resultados.
- 4. Calibración en flujo. Se realiza ejecutando la tarea *calibrate* usando como entrada el espectro unidimensional a calibrar en flujo, el fichero con el factor de calibración en flujo y el fichero con la extinción atmosférica. El resultado es un espectro unidimensional calibrado en longitud de onda y en flujo.

 $<sup>^{21}</sup>$ Se pueden encontrar muchos de estos ficheros dentro del directorio onedstds del paquete /noao/lib/onedstds de IRAF.

5. Corrección de velocidad radial. Las líneas espectrales de los objetos extragalácticos se encuentran desplazados hacia el rojo, por lo que debemos corregir este efecto para realizar medidas fiables de las líneas observadas. Usando la tarea *splot* medimos la longitud de onda central de alguna línea de emisión brillante (como H $\alpha$ , H $\beta$  ó [O III]  $\lambda$ 5007). El desplazamiento al rojo<sup>22</sup>, z, del objeto vendrá dado por:

$$z = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0},\tag{5.25}$$

donde  $\lambda$  es la longitud de onda observada y  $\lambda_0$  la longitud de onda en reposo<sup>23</sup>. Obtenido el valor de z, simplemente ejecutamos la tarea *dopcor* y obtenemos el espectro corregido por desplazamiento al rojo.

#### 5.3.2 Observaciones espectroscópicas echelle usando VLT

Además de las observaciones espectroscópicas de resolución intermedia usando rendija larga, el 30 de marzo de 2003 se obtuvo espectroscopía *echelle* de alta resolución usando el instrumento UVES (*Ultraviolet Visual Echelle Spectrograph*<sup>24</sup>) colocado en el telescopio 8.2m *Kueyen* del complejo *Very Large Telescope*, VLT, en el Observatorio de Cerro Paranal (Chile). Se usó la configuración estándar en modo de dispersión cruzada en cada uno de los dos brazos (rojo y azul) que dispone el espectrógrafo, cubriendo el rango entre 3100 y 10400 Å. Cada brazo disponía de un mosaico de 2 CCDs. No obstante, los intervalos 5783–5830 Å y 8540–8650Å no pudieron observarse por la existencia de un hueco entre las dos CCDs del brazo rojo. Tampoco pudieron observarse los cinco pequeños intervalos 9608–9612 Å, 9761–9767 Å, 9918– 9927 Å, 10080–10093 Å y 10249–10264 Å porque los cinco órdenes más rojos no entraban completos dentro de la CCD. El espectro completo se consiguió con dos bloques de observaciones:

- El primer bloque cubría el rango 3800-5000 Å en el brazo azul y el rango 6700-10400 Å en el brazo rojo. Se tomaron tres exposiciones consecutivas de 1000 segundos.
- Con el segundo bloque se observaron los rangos 3100-3900 Å (brazo azul) y 4750-6800 Å (brazo rojo). Sólo se tomaron 2 imágenes de 360 segundos.

Ninguna de las líneas de emisión se saturó en estas exposiciones. El resumen de las observaciones se encuentra en la Tabla 5.3.2. Se usó el corrector de dispersión atmosférica (*atmospheric dispersion corrector*, *ADC*) para no sufrir los efectos de la refracción atmosférica a pesar de la variación de la masa de aire. Esto es especialmente importante para este trabajo porque extraemos, analizamos y comparamos

 $<sup>^{22}</sup>$ En realidad, corregimos por velocidad radial, por lo que este número no es exactamente el desplazamiento al rojo, ver §5.3.4.

 $<sup>^{23}</sup>$ La velocidad radial será v=cz, con  $c\sim 3\times 10^5~{\rm km~s^{-1}}$  la velocidad de la luz.

 $<sup>^{24}\</sup>mathrm{Ver}$  D'Odorico et al. (2000) para detalles del instrumento.

TABLA 5.8: Resumen de las observaciones echelle de NGC 5253 efectuadas en 8.2m *Kueyen* (VLT) el 23 de marzo de 2003.

| $\Delta\lambda$                                   | Tiempo exposición  | R. Espectral. <sup>a</sup>                                      | R. Espacial $('' \operatorname{pix}^{-1})$ |
|---|--|---|--|
| (Å)   | (s)  | (Å $pix^{-1}$ )   |  |
| 3100-3900<br>3800-5000<br>4750-6800<br>6700-10400 | $2 \times 360$<br>$3 \times 1000$<br>$2 \times 360$<br>$3 \times 1000$ | $\begin{array}{c} 0.019 \\ 0.022 \\ 0.024 \\ 0.033 \end{array}$ | $0.25 \\ 0.25 \\ 0.18 \\ 0.17$             |

<sup>a</sup> Resolución espectral para longitud de onda localizada en mitad del intervalo.

pequeñas áreas a lo largo de la rendija. La rendija tenía una anchura de 1.5" y una longitud de 10" en el brazo azul y 12" en el brazo rojo. La anchura de la rendija se seleccionó para maximizar la relación señal-a-ruido de las líneas de emisión, separar las líneas débiles más importantes y obtener una buena resolución espectral para analizar la estructura en velocidad del gas ionizado. La resolución efectiva a una longitud de onda dada es aproximadamente  $\Delta\lambda \sim \lambda/17600$ . El seeing fue excelente durante las observaciones, ~0.5".

Los espectros se redujeron usando el paquete de reducción *echelle* de IRAF, siguiendo básicamente el procedimiento estándar visto para el caso de espectroscopía de rendija larga (sustracción de bias, corrección de campo de iluminación uniforme, calibración en longitud de onda, extracción de espectros unidimensionales y calibración en flujo, ver subsección anterior), aunque algunas variaciones a éste tuvieron que realizarse:

- Para la extracción de los espectros unidimensionales, se tuvo que definir una función que trazara la dirección de los órdenes espectrales. Esto se consiguió con el espectro de una estrella brillante tomada durante la noche, que se observaba con un ancho de rendija de 0.8".
- Se tomaron imágenes de *flatfield* con una lámpara de continuo para corregir no sólo las variaciones de ganancia píxel a píxel sino también la función de Blaze característica de los espectros echelle 2D y de *fringing* en la zona más roja (λ ≥6500 Å) del espectro.
- Además, en nuestras observaciones aparecieron gradientes en la sensibilidad de las CCDs del brazo rojo que no pudieron corregirse por el procedimiento de *flatfield*. La causa de este efecto podría haber sido el aumento de la temperatura del chip a lo largo de la noche. Este efecto se explica en García-Rojas (2006).

Para la calibración en flujo, se observaron las estrellas estándares EG 247, HD 49798 y C-32d9927.



FIGURA 5.9: Cálculo del error de una línea. Se muestra como ejemplo de la línea de emisión H $\delta$  en la región #7 de Mkn 1087 (ver §7.2), cuyo flujo,  $F(H\delta)$  se consiguió integrando entre las líneas verdes punteadas y sobre el valor del continuo (ambos fijados a ojo). Se midieron dos zonas adyacentes libres de emisión para determinar el  $\sigma$  del continuo,  $\sigma_{con}$ . El error de la línea será, simplemente,  $\Delta F(H\delta) = \sigma_{con} \Delta \lambda_{H\beta}$ .

### 5.3.3 Análisis de los datos espectroscópicos

Para el análisis de los datos espectroscópicos se creó un programa en IDL, **analizar.pro**, con el que se obtenía la tabla final con los cocientes de líneas de emisión (errores incluidos) y otros datos importantes. Muy brevemente, los pasos principales de este programa son los siguientes:

- Identificación de las líneas de emisión, conseguido leyendo un fichero con las ~300 líneas de emisión más brillantes en regiones H II en el rango óptico y comparando con el fichero de texto entrada proporcionado directamente con la tarea *splot* de IRAF. El programa permite cambiar de forma interactiva alguna línea mal identificarla, eliminarla o introducir una línea nueva.
- 2. Obtención de los cocientes de líneas, usando el valor de H $\beta$  encontrado en el paso anterior, y suponiendo  $I(H\beta)=100$ .
- 3. Corrección por enrojecimiento y por absorciones en las líneas de Balmer. De forma interactiva y gráficamente, se busca la pareja de  $C(H\beta)$  y W(abs) que mejor reproduzca el decremento Balmer observado con nuestro espectro. Para ello, se usa un fichero de texto independiente en el que se incluyen los cocientes teóricos (ver Tabla A.3, como dependen ligeramente de  $T_e$  necesitamos al menos dos iteraciones del proceso completo para seleccionar los valores correctos) y los valores de  $f(\lambda)$  para cada línea de Balmer. Los valores observacionales de los cocientes de intensidades de líneas y anchuras equivalentes de las líneas de Balmer se leen del paso anterior. Finalmente, seleccionamos

la ley de extinción que queremos usar y corregimos todos los cocientes de intensidades de líneas.

- 4. Estimación de errores. Se podían seleccionar varias posibilidades, como el método desarrollado por Castellanos (2000) o por García-Rojas (2006). Excepto si se indica lo contrario, hemos usado normalmente este último método. Para estimar el error de una línea, tal y como se ilustra en la Figura 5.9, consideramos el  $\sigma$  del continuo a ambos lados de la misma, promediamos y multiplicamos este valor por el intervalo  $\Delta\lambda$  empleado para medir el flujo total de la línea de emisión;  $\Delta F(l) = \sigma_{con} \Delta \lambda_l$ . El programa necesita un fichero auxiliar con los datos de una serie de líneas de distinta intensidad<sup>25</sup>, que luego se empleaban para estimar el error del resto de las líneas. Siguiendo el método seleccionado, se estimaba el error de los cocientes de líneas, teniendo también en cuenta el error del coeficiente de enrojecimiento calculado en el paso anterior.
- 5. Obtención de una tabla con todos los valores finales [línea,  $f(\lambda)$ , flujo, error del flujo, anchura equivalente, cociente con respecto a H $\beta$ , su error, cociente corregido por enrojecimiento y su error (tanto en valor absoluto como en %)].
- 6. Adicionalmente, se buscan todos los cocientes de líneas disponibles para la estimación de las temperaturas y la densidad electrónicas del gas ionizado, así como para el cálculo de abundancias, creándose un fichero que servirá de entrada en IRAF. Se incluyen los errores en estos ficheros.
- Como último paso, se llama al programa de IDL cal\_empiricas.pro que proporciona los valores de la abundancia de oxígeno siguiendo todas las calibraciones empíricas explicadas en §3.14.2. También proporciona los parámetros involucrados en estos cálculos (R<sub>23</sub>, P, y, N<sub>2</sub>...).

### 5.3.4 Calculo de la distancia a las galaxias

Podemos calcular la distancia a nuestros objetos a partir del desplazamiento al rojo de las líneas de emisión nebulares observadas en los espectros. La velocidad de recesión de la galaxia, v es:

$$v = cz = c\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0},\tag{5.26}$$

donde c = 299 792.458 km s<sup>-1</sup> (~  $3 \times 10^5$  km s<sup>-1</sup>) es la velocidad de la luz y z es el desplazamiento al rojo de la galaxia. z se calcula empleando la Ecuación 5.25. Conocida la velocida de recesión, la distancia a nuestro objeto puede calcularse sencillamente aplicando la Ley de Hubble:

$$d = \frac{v}{H_0},\tag{5.27}$$

 $<sup>^{25}</sup>$ Normalmente, se medían directamente H $\alpha$ , H $\beta$ , H $\gamma$ , H $\delta$ , [O III]  $\lambda4363,4949,5007,$  [O II]  $\lambda3728,7320,$  [N II]  $\lambda6548,6583,$  [S II]  $\lambda6716,6731,$  [Ne III]  $\lambda3869,3968,$  He I $\lambda4471,5876,6678$ y He II  $\lambda4686.$ 

donde  $H_0$  es la *constante de Hubble*,  $H_0 \sim 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$  y la distancia obtenida, d, está en unidades de Mpc (1 Mpc =  $3.086 \times 10^{22} \text{ m}$ ). Aunque en primera aproximación esta distancia es correcta, podemos refinar más los cálculos si tenemos en cuenta dos factores adicionales:

- 1. El movimiento del Sol dentro de nuestra Galaxia y
- 2. La ecuación de movimiento del Universo, que debe introducir además de  $H_0$  el parámetro  $q_0$ .

El primer factor se corrige de forma rápida con una transformación de coordenadas tomando el *Galactic Standard of Rest*, GSR, (Sistema Galáctico Estándar en Reposo) como sistema de referencia, en lugar del sistema heliocéntrico, que es en el que nos encontramos. Así,

$$v_{GSR} = v + \Delta V, \tag{5.28}$$

donde  $v_{GSR}$  es la velocidad en el sistema de referencia GSR, v la velocidad heliocéntrica (que es la que medimos a partir de nuestros espectros más la contribución de la velocidad de la Tierra en su órbita, que no es mayor de 30 km s<sup>-1</sup> y no tendremos en cuenta<sup>26</sup> al ser menor que los errores típicos en velocidad radial,  $\Delta v \sim 60-$ 120 km s<sup>-1</sup>) y  $\Delta V$  una función de cambio de sistema de referencia que depende de las coordenadas galácticas, l (*longitud galáctica*) y b (*latitud galáctica*), de la galaxia que estemos estudiando. Esta función es:

$$\Delta V = 9\cos l\cos b + 232\sin l\cos b + 7\sin b, \qquad (5.29)$$

donde el resultado es en km s<sup>-1</sup>. Esta corrección es importante sobre todo para objetos cercanos. Por ejemplo, la velocidad radial de NGC 5253 (ver Capítulo 9) según nuestros datos espectroscópicos es de v = 381 km s<sup>-1</sup>. Aplicando directamente la *Ley de Hubble* sin corregir por GSR obtenemos que esta galaxia se encuentra a 5.08 Mpc. No obstante, la corrección por GSR es de  $\Delta V = -133$  km s<sup>-1</sup>, un 35% del valor de la velocidad radial. Corrigiendo por este efecto, y teniendo también en cuenta la velocidad radial de la Tierra en el momento de la observación, encontramos que la distancia real a NGC 5253 es de 3.30 Mpc, valor que está en perfecto acuerdo con medidas anteriores (Gibson et al. 2000).

La consideración de la ecuación de movimiento del Universo es más complicada. Considerando  $H_0$  (constante de Hubble) y  $q_0$  (parámetro de desacelaración) los parámetros libres (supuestamente conocidos por la observación), la distancia puede calcularse a partir del desplazamiento al rojo de la galaxia (ya corregido por GSR) aplicando:

$$d = \frac{c}{H_0 q_0^2} \times \left[ zq_0 + (1 - q_0) \times \left( 1 - \sqrt{2zq_0 + 1} \right) \right].$$
(5.30)

Los valores que normalmente se consideran son  $H_0=75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1} \text{ y} q_0=0.5$ . En la Tabla 5.9 se detallan los valores de la distancia a cada una de las galaxias de la

 $<sup>^{26}\</sup>mathrm{Excepto}$ para el cálculo de la distancia a NGC 5253.

|                 |                 |              | -                 |        |        |              |              |                   |          |
|-----------------|-----------------|--------------|-------------------|--------|--------|--------------|--------------|-------------------|----------|
| Galaxia         | $v^a$           | $v^b_{NED}$  | $d^c$             | l      | b      | $\Delta V$   | $v_{GSR}$    | $d^d$             | $x^e$    |
|                 | $(\rm km/s)$    | $(\rm km/s)$ | (Mpc)             | (°)    | (°)    | $(\rm km/s)$ | $(\rm km/s)$ | (Mpc)             | (kpc/'') |
| HCG 31C         | $4020 \pm 60$   | 4037         | 53.6              | 203.72 | -26.29 | -94          | 3926         | $52.5 \pm 0.8$    | 0.255    |
| Mkn 1087        | $8304 \pm 60$   | 8337         | 110.7             | 194.78 | -25.05 | -65          | 8239         | $110.6 {\pm} 0.8$ | 0.536    |
| Haro 15         | $6415 \pm 120$  | 6407         | 85.5              | 120.15 | -75.57 | 42           | 6457         | $86.6 \pm 1.6$    | 0.420    |
| Mkn 1199        | $4059 \pm 120$  | 4059         | 54.1              | 185.05 | 20.83  | -25          | 4034         | $54.0 \pm 1.6$    | 0.262    |
| Mkn 5           | $764 \pm 60$    | 792          | 10.2              | 138.90 | 25.65  | 134          | 898          | $12.0 {\pm} 0.8$  | 0.058    |
| Pox 4           | $3567 \pm 60$   | 3589         | 47.6              | 284.39 | 40.09  | -166         | 3401         | $45.5 \pm 0.8$    | 0.221    |
| UM 420          | $17507 \pm 60$  | 17514        | 233.4             | 164.42 | -54.94 | 25           | 17532        | $237.1 \pm 0.8$   | 1.149    |
| IRAS 08208+2816 | $14144 \pm 120$ | 14023        | 188.6             | 195.07 | 31.54  | -55          | 14089        | $190.0 \pm 1.6$   | 0.921    |
| IRAS 08339+6517 | $5750 \pm 120$  | 5730         | 76.7              | 150.45 | 35.60  | 91           | 5840         | $78.3 \pm 1.6$    | 0.379    |
| SBS 0926+606A   | $4107 \pm 60$   | 4122         | 54.8              | 153.95 | 42.60  | 74           | 4180         | $55.9 \pm 0.8$    | 0.271    |
| SBS 0948+532    | $13850 \pm 60$  | 13862        | 184.7             | 162.41 | 47.99  | 46           | 13896        | $187.4 {\pm} 0.8$ | 0.908    |
| SBS 1054+365    | $608 \pm 120$   | 603          | 8.1               | 185.06 | 64.27  | -7           | 602          | $8.0 \pm 1.6$     | 0.039    |
| SBS 1211+540    | $899 \pm 60$    | 907          | 12.0              | 134.93 | 62.49  | 79           | 978          | $13.1 \pm 0.8$    | 0.063    |
| SBS 1319+579    | $2047 \pm 60$   | 2060         | 27.3              | 115.17 | 58.98  | 112          | 2159         | $28.8 {\pm} 0.8$  | 0.140    |
| SBS 1415+437    | $596 \pm 60$    | 609          | 8.0               | 81.96  | 66.20  | 100          | 696          | $9.3 \pm 1.6$     | 0.045    |
| III Zw 107      | $5756 \pm 120$  | 5734         | 76.7              | 100.78 | -33.82 | 184          | 5940         | $79.6 \pm 1.6$    | 0.386    |
| Tol $9^{f}$     | $3441 \pm 120$  | 3190         | 45.9              | 269.83 | 25.36  | -207         | 3235         | $43.3 \pm 1.6$    | 0.210    |
| Tol 1457-262a   | $5156 \pm 120$  | 5180         | 68.8              | 335.73 | 28.08  | -74          | 5082         | $68.1 \pm 1.6$    | 0.330    |
| Arp 252         | $9863 \pm 120$  | 9890         | 131.5             | 253.96 | 24.93  | -202         | 9661         | $129.8 \pm 1.6$   | 0.629    |
| NGC 5253        | $381 \pm 3$     | 407          | $5.08 {\pm} 0.04$ | 314.86 | 30.11  | -133         | $248\pm3$    | $3.31 {\pm} 0.04$ | 0.016    |

TABLA 5.9: Cálculo de la distancia a las galaxias estudiadas en esta tesis.

 $^{a}$ Velocidad obtenida a partir de nuestros espectros en banda óptica.

 $^{b}$ Velocidad dada por NED, promedio de medidas anteriores en literatura  $^c$ Distancia obtenida aplicando la Ley de Hubble con  $H_0$  = 75 km  $\rm s^{-1}~Mpc^{-1}$ 

Distancia obtenida corregiendo por GSR y aplicando la ecuación de movimiento vista en la Ecuación 5.30 usando  $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1} \text{ y} q_0 = 0.5.$ 

 $^{f}$  Encontramos una diferencia significativa entre la velocidad dada por NED y la calculada con nuestros espectros. El valor de velocidad radial mostrado es el obtenido usando el espectro de 2.5m INT; el valor conseguido con los espectros obtenidos con 2.56m Nor es  $v=3400\pm120$  km s<sup>-1</sup>.

muestra, considerando tanto la corrección por GSR usando la Ecuación 5.29 como sin tenerlas en cuenta. Además de NGC 5253, las desviaciones más significativas son las de las galaxias Mkn 5 y SBS 1415+437. En esta tabla se incluyen también las velocidades radiales ofrecidas por NED (NASA/IPAC Extragalactic Database) para comparar con nuestros resultados. Como observamos en la Tabla 5.9, ninguna de las galaxias pertenecen a nuestro Grupo Local, estando la más lejana (UM 420) a 237 Mpc. No obstante, todas pertenecen al Universo local.

#### Diagramas posición-velocidad

Los espectros bidimensionales (ver Figura 5.8) pueden emplearse para confeccionar un diagrama posición-velocidad y así analizar la cinemática del gas ionizado (si existe rotación, corrientes de marea, fusión, cinemática desacoplada entre objetos, etc). Este estudio también se efectuará en todos los objetos, analizando el perfil de las líneas de emisión más brillantes (H $\alpha$  y [O III]  $\lambda$ 5007 normalmente) a lo largo de la dirección espacial. Representaremos la distancia (en arcsec) al centro del objeto (eje de ordenadas) frente a la velocidad relativa (en km s $^{-1}$ ) con respecto a la obtenida en la región central (eje de abcisas). En caso de observar rotación, podemos calcular la masa Kepleriana,  $M_{kep}$ , del sistema suponiendo rotación circular

TABLA 5.10: Propiedades de los telescopios e instrumentos empleados en esta tesis, así como el tipo de observación efectuada en cada uno.

| Telescopio  | Observatorio | Tamaño<br>(m) | Instrumento | Resolution espacial $('' \operatorname{pix}^{-1})$ | Observaciones                     |
|-------------|--------------|---------------|-------------|--|-----------------------------------|
| IAC- $80^a$ | OT           | 0.82          | CCD         | 0.33   | Imagen en óptico                  |
| CST         | OT           | 1.50          | CAIN        | 1.00   | Imagen en Nir                     |
| Caha        | CAHA         | 2.20          | CAFOS       | 0.33 y 0.53  | Imagen en óptico y H $\alpha$     |
| INT         | ORM          | 2.50          | Wfc         | 0.33   | Imagen en óptico                  |
|             |              |               | IDS         | 0.40   | Espectroscopía de rendija larga   |
| Not         | ORM          | 2.56          | Alfosc      | 0.19   | Imagen en óptico, H $\alpha$      |
|             |              |               |             |  | y espectroscopía de rendija larga |
| Wht         | ORM          | 4.20          | Isis        | 0.20, 0.36   | Espectroscopía de rendija larga   |
| VLT         | Paranal      | 8.20          | UVES        | 0.17 - 0.25  | Espectroscopía echelle            |

 $^a$  Aunque no se han usado expresamente las imágenes tomadas con el telescopio IAC-80 para hacer ciencia, sí se han empleado como ilustrativas (Figura 2.1: M1-67; Figura 3.9: M20) y realizado pruebas en filtros estrechos.

y dinámica Kepleriana empleando la ecuación:

$$M_{kep} \sim 233 \times r \left(\frac{v}{\sin i}\right)^2,$$
 (5.31)

donde la masa obtenida está en unidades de masas solares, la distancia debe escribirse en parsecs y la velocidad en km s<sup>-1</sup>. Los valores de distancia y velocidad se seleccionan a partir del diagrama posición-velocidad, correspondientes al semivalor de la diferencia máxima de velocidad observada ( $\Delta_{MAX}v=2v$ ) en un radio r. Así, estrictamente hablando, la masa Kepleriana sería la encontranda *dentro* de este radio. El ángulo de inclinación, *i*, es el ángulo definido entre el plano del cielo y el plano de la galaxia<sup>27</sup>. En muchas ocasiones, hemos supuesto que la forma elíptica de la galaxia es consecuencia de su inclinación con la visual. En esos casos, hemos estimado *i* usando trigonometría elemental,

$$i = \arccos \frac{x}{y},\tag{5.32}$$

siendo x e y las proporciones del eje menor y mayor observados, respectivamente. Gordon y Gottesman (1981) usan un método más refinado para determinar el ángulo de inclinación, suponiendo

$$\cos^2 i = \frac{q^2 - q_0^2}{1 - q_0^2},\tag{5.33}$$

donde q = x/y y  $q_0$  es un parámetro que depende del tipo de la galaxia ( $q_0 \sim 0.2$  para espirales y  $q_0 \sim 0.3$  para BCGs).

Finalmente, en la Tabla 5.10 recopilamos los telescopios, instrumentación y tipo de observaciones que se han llevado a cabo en esta tesis.

 $<sup>^{27}\</sup>mathrm{Asi}, i{=}90^\circ$ significa ver la galaxia de perfil, donde mejor veríamos las variaciones de velocidad por rotación, mientras que para  $i{=}0^\circ$  tendríamos la galaxia de frente y no se observarían variaciones de velocidad por rotación.



FIGURA 5.10: Radio-interferómetros de VLA (*izquierda*), cerca de Socorro, Nuevo México, EE.UU., y ATCA (*derecha*), en Narrabri, NSW, Australia. Imágenes tomadas por el autor.

# 5.4 Completitud de datos en otras frecuencias

Como se ha explicado ya en varias ocasiones, hemos explorado en la literatura para obtener todos los valores disponibles en otras frecuecias aparte de las ya indicadas en todos los objetos de nuestra muestra. Nos centramos básicamente en dos rangos: el centimétrico (línea de 21 centímetros de HI y continuo a 1.4 GHz) y el infrarrojo lejano (FIR), aunque también se consiguieron datos en rayos-X de alguna galaxia.

#### 5.4.1 Datos en radio

### Observaciones en la línea de HI de 21 cm

Estudios del gas neutro ha proporcionado un gran avance sobre nuestro conocimiento de las galaxias. Observaciones en la transición hiperfina del hidrógeno neutro, HI, con una frecuencia en reposo de 1420.405 MHz, han sido vitales para conocer la distribución y la cinemática del gas atómico en las galaxias, incluida la Vía Láctea.

Grandes cartografiados en HI usando una única antena (e.g. Mathewson et al. 1992, más recientemente el cartografiado HI *Parkes Sky Survey*, HIPASS; Barnes et al. 2001; Koribalski et al. 2004; Meyer et al. 2004), proporcionan espectros de emisión de HI de miles de galaxias. No obstante, se consigue información más detallada a partir de observaciones interferométricas en la línea de HI de galaxias externas, como las que se ha hecho de galaxias irregulares y espirales con el interferómetro Westerbork (WHISP, Swaters y Balcells, 2002; Swaters et al. 2002 y referencias) o HI *Rogues Gallery* (Hibbard et al. 2001). Los tres radio interferómetros en frecuencias centimétricas más importantes disponibles actualmente son el **Australia Telescope Compact Array** (ATCA<sup>28</sup>) (ver Figura 5.10, derecha), el **Very Large** 

 $<sup>^{28}{\</sup>rm The}$  Australia Telescope is funded by the Commonwealth of Australia for operation as a National Facility managed by CSIRO.

Array (VLA<sup>29</sup>) (ver Figura 5.10, izquierda) y el Westerbork Synthesis Radio Telescope (WSRT<sup>30</sup>).

En la Tabla 5.11 recopilamos todos los datos encontrados para nuestra muestra de galaxias en la línea de 21 cm de HI. En concreto, proporcionamos la densidad de flujo,  $f_{\rm HI}$  (en unidades de Jy km s<sup>-1</sup>), y la anchura espectral de la línea,  $W_{\rm HI}$  (en km s<sup>-1</sup>). Estos datos pueden emplearse para calcular la masa total de HI aplicando:

$$M_{\rm H\,I} = 2.356 \times 10^5 d^2 f_{\rm H\,I} \tag{5.34}$$

(Dahlem et al. 2005), donde la distancia a la galaxia, d, se expresa en Mpc y la masa de hidrógeno neutro se obtiene en masas solares. También podemos estimar la masa del sistema a partir de observaciones en HI en radio considerando la velocidad de rotación máxima corregida por inclinación,  $v_{max}^i$ , obtenida a un radio  $R_{max}$  y suponiendo equilibrio virial:

$$M_{Dyn} = 2.31 \times 10^5 R_{max} (v_{max}^i)^2, \tag{5.35}$$

siendo el resultado en unidades de masas solares. De nuevo, el mayor problema es conocer el ángulo de inclinación, aunque  $R_{max}$  también puede llegar a ser complicado en galaxias que muestren morfologías muy perturbadas. Para estimar  $v^i_{max}$ , hemos supuesto aquí que  $v^i_{max} = \frac{W_{\rm HI}}{2\sin i}$ .  $R_{max}$  suele ser el radio máximo observado en nuestras imágenes; como la extensión de la componente gaseosa en las galaxias suele ser mayor que la componente estelar, nuestras estimaciones de  $M_{Dyn}$  pueden estar algo subestimadas.

En algunos casos, los datos encontrados de  $f_{\rm H\,I}$  en la literatura vienen dados en  $m_{21\,\rm cm}$ . Así, es útil conocer la correspondencia entre ambos (Paturel et al. 2003):

$$m_{21\,\rm cm} = -2.5\log(0.2366f_{\rm H\,I}) + 15.84. \tag{5.36}$$

Conocidas la masa de gas atómico y el SFR, se puede estimar el tiempo de escala de depleción del gas (Skillman et al. 2003),

$$\tau_{qas} = 1.32 \times M_{\rm H\,I} \ / \ SFR, \tag{5.37}$$

que indica el número de años que una galaxia puede continuar formando estrellas al ritmo actual. El factor 1.32 se introdujo para tener en cuenta el helio.

#### Datos en continuo de radio

Hemos recopilado los datos en continuo de radio a 1.4 GHz encontrados en la literatura para casi todas las galaxias de nuestra muestra, cuyos valores se muestran

<sup>&</sup>lt;sup>29</sup>The National Radio Astronomy Observatory (NRAO) is a facility of the National Science Foundation operated under cooperative agreement by Associated Universities, Inc.

<sup>&</sup>lt;sup>30</sup>The Westerbork Synthesis Radio Telescope is operated by ASTRON (the Netherlands Foundation for Research in Astronomy) with support from the Netherlands Foundation for Scientific Research (NWO).

|  |   |  | -                                      |   |  |
|--|---|--|--|---|--|
| Galaxia  | $F_{\rm H\ I}$ (Jy km s <sup>-1</sup> )   | $W_{\rm HI}$ (km s <sup>-1</sup> )                           | Ref.                                   | $\substack{S_{1.4\mathrm{GHz}}\\\mathrm{(mJy)}}$                            | Ref.   |
| HCG 31 <sup><i>a</i></sup><br>HCG 31 AC<br>Mkn 1089 (HCG 31 AC)<br>HCG 31 B                        | 21.75<br>5.15<br><br>2.74   | 228<br>169.2A+190.6C<br><br>85.8                             | VM04<br>VM04<br><br>VM04               | $27.4 \pm 3.8$<br>$22 \pm 3$<br>$31.7 \pm 1.7$<br>$2.1 \pm 0.3$             | VM04<br>VM04<br>Co98<br>VM04                         |
| HCG 31 F<br>HCG 31 G<br>Mkn 1090 (HCG 31 G)  | 0.866<br>2.74<br>   | 74.6<br>84.9<br>   | VM04<br>VM04<br>                       | $3.3 \pm 0.5$<br>$5.5 \pm 0.5$  | VM04<br>VM04<br>Co98                                 |
| Mkn 1087<br>Haro 15  | 5.38<br>$3.11\pm1.01$<br>$9.3\pm3.4$  | 270<br>220<br>$86.3\pm7.2$                                   | GG81<br>GG81<br>Pa03                   | $12.1\pm0.6$<br>$17.8\pm1.0$  | Co98<br>Co98   |
| Mkn 1199<br>Mkn 5<br>IRAS 08208+2816<br>IRAS 08339+6517<br>Pox 4                                   | 1.78<br>$2.12\pm0.27$<br><br>$3.68\pm0.46$<br>2.30                                      | $170 \\ 22.4 \pm 4.9 \\ \\ \sim 300 \\ 130^c$                | DC04<br>Pa03<br><br>Ca04<br>Ott        | $36.2\pm1.2$<br>< $2.8$<br>$15.2\pm0.6$<br>$33.56^{d}$<br>$4.2\pm0.5$       | Co98<br>HSLD02<br>Co98<br>Co90<br>Co98               |
| SBS 0926+606A<br>SBS 0926+606A<br>SBS 0926+606B<br>SBS 0926+606B                                   | <br>2.53±0.53<br>1.30±0.49<br>1.88<br>1.10±0.49   | $148\pm20$<br>$120\pm37$<br>61<br>$120\pm37$                 | T99<br>P02<br>H05<br>P02               | $1.1\pm0.3$<br>$2.7\pm0.6$<br>$2.7\pm0.6$<br>                               | HSLD02<br>HSLD02<br>HSLD02<br>                       |
| SBS 0948+532<br>SBS 1054+365<br>SBS 1054+365 Comp.<br>SBS 1211+540<br>SBS 1319+579<br>SBS 1415+437 | $\begin{array}{c} \\ 4.03 \pm 0.39 \\ \\ 0.71 \pm 0.12 \\ \\ 4.73 \pm 0.32 \end{array}$ | $     \begin{array}{c}                                     $ | <br>Z00<br><br>H05<br><br>H05          | $<\!$ | HSLD02<br><br>BWH95<br>HSLD02<br>HSLD02<br>H05       |
| III Zw 107<br>Tol 9<br>Tol 1457-262 $a^e$<br>ESO 566- $8^{e,f}$<br>NGC 5253                        | ${}^{4.48\pm0.79}_{10.6^{b}}_{4.3}_{}_{}_{33.4\pm9.9}$                                  | $200\pm 25$<br>310<br>176<br><br>$68.5\pm 10.2$              | P03<br>Hipass<br>Kor06<br>CBG04<br>P03 | $8.0\pm0.5$<br>$19.2\pm0.7$<br>$38.9\pm1.8$<br>$97.6\pm3.0$<br>$85.8\pm3.4$ | Co98+Y01<br>Co98<br>Co98+Y01<br>Co98+Y01<br>Co98+Y01 |

TABLA 5.11: Datos en radio recopilados de la literatura para nuestra muestra. Se incluye el flujo en la línea de 21 cm de HI,  $F_{\rm HI}$ , y su anchura equivalente,  $W_{\rm HI}$ , además del valor del continuo de radio (en mJy) a 1.4 GHz, S<sub>1.4 GHz</sub>. Algunas galaxias muestran varios valores.

<sup>a</sup> VM04 da valores individuales a AC, B y G.

 $^{b}$ Este valor puede estar sobrestimado porque Tol 9 pertenece al grupo de galaxias Klemola 13. El gas atómico debe provenir especialmente de la espiral cercana ESO 436-46 (ver Figura 6.85). Más detalles en §6.17.  $^c$  Apenas observada en HIPASS.

<sup>d</sup> Los valores del continuo de radio proporcionados por Co90 son a 1.49 GHz. El valor mostrado en la tabla,  $S_{1.4\,\rm GHz}$ , se calculó a partir de  $S_{1.49\,\rm GHz}$  empleando la relación dada por Condon et al. (2002) entre ambos (ver Ecuación 5.38). <sup>e</sup> Observada por CSB04 en H1 con una única antena, pero no es detectada.

 $^f$  Uno de los miembros que componen Arp 252. Ver §6.19.

REFERENCIAS: BWH95: Becker, White y Helfand (1995); Ca04: Cannon et al. (2004); CBG04: Casasola, Bettoni y Galleta (2004); Co90: Condon et al. (1990); Co98: Condon et al. (1998); DC04: Davoust y Contini (2004); GG81: Gordon y Gottesman (1981); HIPASS: datos on-line; HSLD02: Hopkins, Schulte-Ladbeck y Drozdovsky (2002); H05: Huchtmeier, Krishna y Petrosian (2005); Kor06: Koribalski (2006), comunicación privada; Pa03: Paturel et al. (2003): Hyperleda; P02: Pustilnik et al (2002); T99: Thuan et al. (1999); VM04: Verdes-Montenegro et al. (2004); Y01: Yun, Reddy y Condon (2001); Z00: Zasov et al. (2000).

en la Tabla 5.11. Estos datos servirán ante todo para obtener una estimación independiente del ritmo de formación estelar (SFR) libre de extinción, como se explica en §C.4. La luminosidad en 1.4 GHz,  $L_{1.4\,\mathrm{GHz}}$ , puede determinarse (en unidades de W Hz $^{-1}$ ) a partir del flujo en 1.4 GHz,  $S_{1.4\,{
m GHz}}$  (en Jy) empleando la expresión proporcionada por Yun et al. (2001):

$$\log L_{1.4\,\text{GHz}} = 20.07 + 2\log D + \log S_{1.4\,\text{GHz}} = 1.197 \times 10^{20} \times D^2 \times S_{1.4\,\text{GHz}}.$$
 (5.38)

En algunas ocasiones, no se dispone de la luminosidad a 1.4 GHz sino a 1.49 GHz. En ese caso basta aplicar (Condon et al. 1991)

$$\log L_{1.4\,\text{GHz}} \sim \log L_{1.49\,\text{GHz}} + 0.7 \log (1.49/1.40), \tag{5.39}$$

i.e.,  $L_{1.4\,\rm GHz} \sim 1.044 \times L_{1.49\,\rm GHz}$ , donde  $\alpha \sim 0.7$  es el índice espectral entre ambas frecuencias.

La emisión en radio de galaxias *starburst* puede descomponerse en la emisión sincrotrón no-térmica a partir de supernovas y la emisión térmica de las regiones H II (Condon et al. 1992). Observaciones en continuo de radio a varias longitudes de onda centimétricas como 1.465 GHz (20 cm), 4.86 GHz (6 cm), 8.43 GHz (3.6 cm) y 14.94 GHz (2 cm) puede emplearse para separar y cuantificar las contribuciones térmicas y no-térmicas de la emisión en radio y así distinguir las regiones más viejas y ricas en supernovas de las más jóvenes y mayormente térmicas (Deeg et al. 1993; Beck et al. 2000; Cannon y Skillman 2004; Cannon et al. 2005). En algunas ocasiones, este estudio permite incluso detectar cúmulos estelares muy jóvenes y muy oscurecidos (Kobulnicky y Johnson, 1999; Johnson y Kobulnicky, 2003). Aunque no disponemos de datos de continuo de radio a otras frecuencias distintas a 1.4 GHz (excepto en algún caso excepcional), podemos aplicar la ecuación (Dopita et al. 2002)

$$F_{1.4\,\text{GHz\,termico}} (\text{mJy}) = 1.21 \times 10^{12} F_{H\alpha} (\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}).$$
 (5.40)

para obtener un valor de la emisión térmica a esta frecuencia,  $F_{1.4\,\rm GHz\,\,termico}$ , usando el flujo en H $\alpha$  encontrado con nuestras imágenes. Comparando  $F_{1.4\,\rm GHz\,\,termico}$  con  $F_{1.4\,\rm GHz}$  podemos obtener una estimación de la contribución del flujo no-térmico. Condon (1992) y Niklas, Klein y Wielebinski (1997) indicaron que la componente no térmica contribuye a más del 90% del flujo total a estas frecuencias. Se suele considerar el cociente entre el flujo no-térmico y térmico, R; Dopita et al. (2002) encuentran en galaxias starbursts un valor de  $\log R = 1.3 \pm 0.4$ .

#### 5.4.2 Datos en infrarrojo lejano (FIR)

Hemos empleado los datos proporcionados en infrarrojo lejano, FIR, por el satélite IRAS (*Infrared Astronomical Satellite*, misión conjunta entre Estados Unidos, los Países Bajos y el Reino Unido lanzado en 1983, que cartografió el 97% del cielo en FIR<sup>31</sup>) para obtener los flujos monocromáticos a 12, 25, 60 y 100  $\mu$ m. Estos datos son empleados principalmente para estimar el ritmo de formación estelar, la masa de polvo templado y comprobar si las galaxias siguen la relación FIR/radio (ver §4.6). En la Tabla 5.12 recopilamos todos los datos encontrados en FIR para nuestra muestra de galaxia, 6 de ellas no poseen medidas en estas frecuencias.

El flujo en FIR se puede obtener a partir de los flujos monocromáticos en 60 y 100  $\mu$ m aplicando (Sanders y Mirabel, 1996):

$$F_{FIR} = 1.26 \times 10^{-11} \left( 2.58 f_{60\,\mu\text{m}} + f_{100\,\mu\text{m}} \right), \tag{5.41}$$

 $<sup>^{31}{\</sup>rm M}{\rm \acute{a}s}$  información en http://irsa.ipac.caltech.edu/IRASdocs/iras.html.

TABLA 5.12: Datos en FIR para las galaxias analizadas en esta tesis, extraídos de IRAS. Se incluye la anchura  $\Delta\lambda$  (en  $\mu$ m) de los cuatro filtros FIR, así como el flujo total usando la Ecuación 5.41.

| Galaxy                       | $f_{12 \ \mu m} \atop (\mathrm{Jy})$       | $f_{25 \ \mu m} \atop (\mathrm{Jy})$       | $f_{60 \ \mu m} \atop (\mathrm{Jy})$   | $f_{100 \ \mu m} \atop (\mathrm{Jy})$  | $(\operatorname{erg} \operatorname{s}^{-1} \operatorname{cm}^{-2})$ |
|------------------------------|--|--|--|--|---|
| $\Delta\lambda~(\mu{ m m})$  | 8.5 - 15                                   | 19 - 30                                    | 40-80                                  | 83-120                                 |   |
| HCG 31C<br>Mkn 1087          | $0.110 {\pm} 0.020$<br>$0.103 {\pm} 0.029$ | $0.580 {\pm} 0.040$<br>$0.414 {\pm} 0.058$ | $3.92 {\pm} 0.31$<br>$3.03 {\pm} 0.33$ | $5.84 {\pm} 0.47$<br>$4.44 {\pm} 0.40$ | $(2.01\pm0.16)\times10^{-10}$<br>$(1.54\pm0.16)\times10^{-10}$      |
| Haro 15                      | $0.118 \pm 0.034$                          | $0.297 \pm 0.089$                          | $1.36 \pm 0.12$                        | $1.97 \pm 0.20$                        | $(6.90\pm0.64)\times10^{-11}$                                       |
| Mkn 1199<br>Mkn 5            | $0.282 \pm 0.031$<br>< $0.0503$            | $1.28 \pm 0.09$<br>< $0.0533$              | $6.82 \pm 0.34$<br>$0.21 \pm 0.04$     | $8.85 \pm 0.53$<br>< $0.8473$          | $(3.33\pm0.18)\times10^{-10}$<br>$<1.75\times10^{-10}$              |
| IRAS 08208+2816              | $0.126 \pm 0.029$                          | $0.278 \pm 0.067$                          | $1.15 \pm 0.09$                        | $1.70 \pm 0.17$                        | $(5.88\pm0.51)\times10^{-11}$                                       |
| Pox 4                        | $0.250 \pm 0.025$<br>< 0.987               | $1.13 \pm 0.02$<br>$0.153 \pm 0.040$       | $0.629 \pm 0.057$                      | $^{6.48\pm0.09}_{<0.5798}$             | $(2.71\pm0.02)\times10$<br>$<2.78\times10^{-11}$                    |
| UM 420<br>SBS 0926+606A      | <br><0.07553                               | <br><0.08818                               | <br>$0.269 \pm 0.046$                  | <br><0.5296                            | $<1.54\times10^{-11}$   |
| SBS 0948+532<br>SBS 1054+365 |  |  |  |  |   |
| SBS 1054+365 Comp.           | <0.055                                     | <0.100                                     | $0.536 \pm 0.048$                      | $0.97 \pm 0.15$                        | $(2.96\pm0.35)\times10^{-11}$                                       |
| SBS 1211+540<br>SBS 1319+579 |  |  |  |  |   |
| SBS 1415+437<br>III Zw 107   |  | <br>0 336+0 050                            | 1 37+0 20                              | <br>1 72 $\pm$ 0 31                    | $(6.62\pm1.04)\times10^{-11}$                                       |
| Tol 9                        | $0.111 \pm 0.030$                          | $0.465 \pm 0.051$                          | $2.71 \pm 0.22$                        | <5.516                                 | $<1.58\times10^{-10}$   |
| Tol 1457-262<br>ESO 566-8    | < 0.117<br>$0.188 \pm 0.023$               | $0.611 \pm 0.067$<br>$0.994 \pm 0.050$     | $3.09 \pm 0.19$<br>$3.91 \pm 0.20$     | $3.68 \pm 0.40$<br>$4.11 \pm 0.25$     | $(1.47\pm0.11)\times10^{-10}$<br>$(1.79\pm0.10)\times10^{-10}$      |
| NGC 5253                     | $2.50 \pm 0.02$                            | $12.07 \pm 0.05$                           | $29.84 \pm 0.07$                       | $30.08 \pm 0.21$                       | $(1.349\pm0.005)\times10^{-9}$                                      |

donde los flujos monocromáticos están dados en Jy y las unidades en las que se obtiene  $F_{FIR}$  son erg s<sup>-1</sup> cm<sup>-2</sup>. Se puede calcular la luminosidad total en infrarrojo aplicando:

$$F_{IR} = 1.8 \times 10^{-11} (13.48 f_{12\,\mu\text{m}} + 5.16 f_{25\,\mu\text{m}} + 2.58 f_{60\,\mu\text{m}} + f_{100\,\mu\text{m}}), \qquad (5.42)$$

con las mismas unidades que antes. La masa de polvo templado se puede calcular usando los flujos monocromáticos en 60 y 100  $\mu$ m aplicando (Huchtmeier, Sage y Henkel 1995):

$$M_{dust} = 4.78d^2 f_{100\,\mu\rmm} \left( \exp\left[2.94 \left(\frac{f_{100\,\mu\rmm}}{f_{60\,\mu\rmm}}\right)^{0.4}\right] - 1 \right), \tag{5.43}$$

donde la distancia se expresa en Mpc y los flujos monocromáticos en Jy. El resultado está en unidades de  $M_{\odot}$ .

#### 5.4.3 Datos en rayos-X

Por último, también realizamos la búsqueda de datos disponibles en rayos-X para nuestra muestra. Sólo cuatro sistemas han sido observados en estas frecuencias, como podemos ver en la Tabla 5.13. Adicionalmente a estos datos, en el Capítulo 10 usaremos la muestra de galaxias Wolf-Rayet observada en rayos-X por Stevens y Strickland (1998b).

TABLA 5.13: Datos en rayos-X disponibles para las galaxias de la muestra.

| Galaxia         | Medida                                 | Valor                   | Ref   |
|-----------------|--|-------------------------|-------|
| HCG 31          | $\log L_{\rm X(0.2-2.0  KeV)}$         | $40.88 \pm 0.13$        | SS98  |
| IRAS 08339+6517 | $L_{X(0.2-2.0 \text{ KeV})}$           | $2.81 \times 10^{41}$   | SS98  |
| Tol 9           | $f_{0.53keV} \ (erg  cm^{-2}  s^{-1})$ | $< 1.2 \times 10^{-13}$ | FFZ82 |
| NGC 5253        | $\log L_{\rm X(0.2-2.0  KeV)}$         | $38.60 \pm 0.18$        | SS98  |

REFERENCIAS: FFZ82: Fabbiano, Feigelson y Zamorani (1982); SS98: Stevens y Strickland (1998b).

| Galaxia        | I.P.      | Propuesta | Instrumento | Filtro | Banda              | Tiempo $Exp$ (s)             |
|----------------|-----------|-----------|-------------|--------|--------------------|------------------------------|
| HCG 31         | Conti     | 4800      | Foc         | F220W  | UV                 | $1 \times 997$               |
|                | Conti     | 5900      | WFPC2       | F439W  | В                  | $2 \times 400$               |
|                |           |           |             | F555W  | V                  | $2 \times 300$               |
|                |           |           |             | F675W  | R                  | $2 \times 400$               |
|                |           |           |             | F814W  | Ι                  | $2 \times 400$               |
| Mkn 1087       | Malkan    | 5479      | Wfpc2       | F606W  | R                  | $1 \times 500$               |
| Haro 15        | Windhorst | 9124      | WFPC2       | F300W  | UV                 | $2 \times 300$               |
|                |           |           |             | F814W  | I                  | $2 \times 40$                |
| POX 4          | Conti     | 4800      | Foc         | F220W  | UV                 | $1 \times 997$               |
| SBS 1415 + 437 | Thuan     | 5408      | WFPC2       | F569W  | V                  | $2 \times 900$               |
|                |           |           |             | F791W  | Ι                  | $2 \times 2200$              |
|                | Aloisi    | 9361      | Acs         | F606W  | V                  | $4 \times 2520$              |
|                |           |           |             | F814W  | Ι                  | $4 \times 2520$              |
| NGC 5253       | Calzetti  | 6124      | Wfpc2       | F255W  | UV                 | $3 \times 700, 6 \times 800$ |
|                |           | 6524      |             | F487N  | $H\beta$           | $1200, 3 \times 1300$        |
|                |           | 9144      |             | F502N  | [O II]             | 200, 260, 600, 800           |
|                |           | 6524      |             | F656N  | $H\alpha + [N II]$ | $2 \times 500, 1100, 1500$   |

TABLA 5.14: Imágenes extraídas del archivo del HST.

## 5.4.4 Imágenes de archivo de HST

También se consultó el archivo del Telescopio Espacial Hubble,  $H_{\rm ST}$ , en busca de imágenes de las galaxias seleccionadas en nuestra muestra. En la Tabla 5.14 se recopilan los datos de las observaciones de las 6 galaxias con datos en  $H_{\rm ST}$ , cuatro de ellas tienen datos en  $U_{\rm V}$ .



 $FIGURA \ 5.11: \ Telescopio \ Optico \ Nordico \ (NOT) \ de \ 2.6m \ fotografiado por el autor \ durante el amanecer \ del equinoccio \ de \ primavera \ (21 \ de \ marzo) \ de \ 2004.$ 

# Capítulo 6 : Descripción de las galaxias

Los científicos estudian la naturaleza no porque sea útil, sino porque encuentran placer en ello, y encuentran placer porque es hermosa. Si no lo fuera, no merecería la pena conocerla, y si la naturaleza no mereciese la pena, la vida tampoco. No me refiero, claro está, a la belleza que estimula los sentidos, la de las cualidades y las apariencias; no es que menosprecie tal belleza, nada más lejos de mi intención, mas ésta nada tiene que ver con la Ciencia; me refiero a esa hermosura más profunda que emana del orden armonioso de las partes, susceptible de ser captada por una inteligencia pura.

Henry Poincaré

A l IGUAL QUE SE DICE que no hay dos personas iguales, tampoco existen dos galaxias iguales: cada una tiene su propia apariencia, ha vivido una historia única, está en una fase evolutiva distinta o se ha relacionado con su entorno a su propia manera. No obstante, podemos clasificarlas en función de los rasgos generales que presenten. En el caso de las galaxias de este estudio, todas tienen en común que muestran alta formación estelar, llegándose a detectar incluso el rasgo de estrellas Wolf-Rayet. En este capítulo detallo las propiedades básicas de cada una de ellas, describiendo los rasgos más notables encontrados en el análisis de los datos observacionales obtenidos en cada caso, un estudio detallado y profundo de su entorno y completando con resultados previos encontrados en la literatura.

# 6.1 NGC 1741 - HCG 31 AC

NGC 1741 (Mkn 1089, Arp 259, PGC 16574) es una galaxia brillante localizada en la constelación de Eridano. Fue incluida por Arp (1966) como galaxia peculiar, pero no fue hasta 1982 cuando Hickson identificó que se trataba del objeto más brillante de un grupo de galaxias que clasificó como HCG 31. En la Figura 6.1 se muestra una imagen a color combinando varios filtros y designándose cada miembro del sistema. Siguiendo la nomenclatura de Hickson (1982), NGC 1741 sería HCG 31C. Sin embargo, esta clasificación puede ser algo ambigua, puesto que las galaxias A y C están en clara interacción, formando una entidad única. Así, designaremos NGC 1741 como HCG 31 AC.



FIGURA 6.1: Imagen del grupo de galaxias HCG 31 combinando datos en filtros V (NOT, en azul), R (INT, en verde) y H $\alpha$  (2.2m CAHA, en rojo).

El catálogo de Conti (1992) clasifica NGC 1741 como una de las galaxias WR más brillantes conocidas hasta la fecha. El rasgo WR a 4686 Å fue detectado por primera vez por Kunth y Schild (1986), siendo confirmado por Rubin, Hunter y Ford (1990). Posteriores estudios ampliaron el conocimiento de la población de estrellas masivas en este objeto. Dada la importancia de esta galaxia y de sus intensas relaciones con los restantes miembros del grupo, el análisis de NGC 1731 se detallará en el Capítulo 7, donde presentaré los resultados conjuntos del grupo de galaxias HCG 31, que ya fueron publicados en López-Sánchez et al. (2004a).

# 6.2 Mkn 1087

Mkn 1087 (II Zw 23, UGC 3179) fue descrita por Zwicky (1971) como una galaxia BCG que mostraba un largo filamento hacia el norte y otro menos extenso hacia el sur. Keel (1988) sugirió que los filamentos eran consecuencia del proceso de formación de



FIGURA 6.2: Imagen de Mkn 1087 y las galaxias que la rodean combinando exposiciones en filtros B (NOT, en azul), R (NOT, en verde) y H $\alpha$  (2.2m CAHA, en rojo). La imagen en filtro R ha sido resaltada para que se puedan apreciar las débiles estructuras encontradas entre algunos objetos.

la galaxia. Méndez y Esteban (2000) encontraron algunos objetos débiles alrededor del cuerpo principal de la galaxia. En la Figura 6.2 se muestra nuestra nueva imagen de Mkn 1087 y sus alrededores combinando varios filtros, revelando la existencia de una nueva galaxia enana al norte (denominada *N companion* en la Figura 6.2). Además, hemos analizado con detalle la cinemática y la química del gas ionizado de los objetos más importantes. Este estudio se publicó en López-Sánchez et al. (2004b), donde se discutía que en realidad se trata de un grupo en interacción, y que los filamentos son posiblemente colas de marea entre diversos objetos. Explicaremos todos los detalles de esta galaxia y sus objetos circundantes en el Capítulo 7. En ese capítulo también discutiremos la posible existencia del rasgo WR en el espectro integrado de Mkn 1087, algo comprometido porque mientras algunos autores lo detectan (Kunth y Joubert 1985; Vaceli et al. 1997) otros no (Vacca y Conti 1992), por lo que Schaerer et al. (1999) la clasificaron como galaxia sospechosa de ser WR. Nuestros nuevos espectros tampoco muestran el rasgo WR en este sistema.

# 6.3 Haro 15

Desde que Haro (1956) incorporara este objeto como el número 15 de su catálogo de galaxias azules con líneas de emisión, Haro 15 (Mkn 960, PGC 2845) se ha incluido en numerosos estudios, sobre todo en muestras con un número relativamente alto de BCGs tanto en imágenes en óptico (Deeg et al. 1997; Prugniel et al 1998; Cairós et al. 2001a,b), estudios en NIR (Coziol et al. 2001), FIR (Calzetti et al. 1994, 1995), UV (Kazarian 1979; Kinney et al. 1993; Heckman et al. 1998), espectroscopía óptica (Hunter et al. 1985; Mazzarella, Bothun y Boronson 1991; Kong et al. 2002; Shi et al. 2005) y radio (Gordon y Gottesman 1981; Klein et al. 1984, 1991). Schaerer et al. (1999) incluyeron Haro 15 en su catálogo de galaxias WR al detectarse la línea de HeII  $\lambda$ 4686 en un espectro publicado por Kovo y Contini (1998). En el presente análisis confirmamos la presencia de estrellas WR, pero no en el cuerpo principal, sino en el objeto localizado al ESE, que muestra colores muy azules y una edad de 5 Ma para el último brote de formación estelar. Resultados previos de este estudio se presentaron en López-Sánchez y Esteban (2003a,b).

#### 6.3.1 Resultados fotométricos

Haro 15 se encuentra a 86.6 Mpc (Tabla 5.9); a esa distancia un segundo de arco equivale a 0.42 kpc. La Figura 6.3 muestra nuestra imagen profunda en filtro *R* obtenida con el telescopio 2.2m CAHA. La imagen muestra una aparente galaxia espiral con alta inclinación, así como un par de objetos en los extremos ESE y NE de la galaxia. El objeto ESE es tan brillante que Mazzarella et al. (1991) describieron a Haro 15 como *dos galaxias separadas fuertemente interactuantes, o un solo sistema altamente perturbado que puede ser un merger avanzado*. Cairós et al. (2001a) siguen esta misma notación. No obstante, nuestras imágenes sugieren que no es apropiado describir Haro 15 como un objeto con doble núcleo: el objeto ESE se encuentra en el borde, a unos 11 arcsec (=4.62 kpc) del centro de la galaxia. Por otro lado, el objeto localizado al NE parece algo más apartado del disco espiral, lo que sugiere que podría tratarse de un objeto independiente.

Cuando examinamos la imagen en busca de objetos más debiles, encontramos dos débiles zonas difusas situadas al ONO (diametralmente opuesta al objeto ESE, señalada con una flecha blanca en la Figura 6.3) y al SO (diametralmente opuesta al objeto NE, señalada con una flecha negra), aunque esta última podría ser tambien un objeto de fondo coincidente con el borde de la galaxia. Ambos rasgos también se observan en el mapa de contornos del filtro R mostrado en la Figura 6.4; también parecen adivinarse en el mapa de contornos del filtro J. Estos rasgos, sobre todo la tenue y ancha cola al ONO, sugieren fenómenos de interacción entre los objetos. También se observa que la zona al SE de Haro 15 se encuentra algo perturbada; justo en esa dirección encontramos a 1 minuto de arco (25 kpc) un objeto débil (designado como #1), que muestra colores azules e incluso emisión en H $\alpha$  (Cairós et al. 2001a) por lo que podría estar asociado a la galaxia. Otro débil objeto localizado 1 arcmin (25 kpc) al oeste parece un objeto de fondo (#2), puesto que muestra colores rojos.



FIGURA 6.3: Imagen profunda de Haro 15 en el filtro R (2.2m CAHA). A la izquierda se muestra el campo alrededor de la galaxia, saturando la imagen para detectar los objetos más debiles. Entre ellos, una tenue pluma (señalada por una flecha blanca) aparece diametralmente opuesta al objeto ESE. Otra débil y corta estructura localizada al SO, que bien podría ser un objeto de fondo, se señala con una flecha negra. La imagen de la derecha muestra el cuerpo de Haro 15 sin saturar, identificándose un aparente patrón espiral y dos zonas brillantes, NE y ESE. La zona WNW es la región ONO citada en el texto. Se han incluido las dos posiciones de rendija observadas con espectroscopía de rendija larga con el telescopio 2.5m INT.

#### Fotometría en filtros anchos

En la Tabla 6.1 se recopilan las magnitudes y los colores (corregidos de enrojecimiento) en filtros ópticos y NIR de Haro 15 y sus objetos adyacentes. Haro 15, NE y ESE muestran colores azules, indicando formación estelar reciente. Los colores encontrados en NIR para la galaxia en su conjunto están de acuerdo con anteriores medidas dadas por Hunter y Gallagher (1985), J - H=0.54 y H - K=0.13. No obstante, sorprende encontrar valores tan dispares para los colores B - V y V - Rde ESE, 0.68 y -0.54 respectivamente. Como ya notó Cairós et al. (2001a) en este objeto, tenemos una clara contaminación por la emisión del gas, principalmente H $\alpha$ en el filtro R y las líneas de [O III]  $\lambda\lambda$ 4959,5007 en V. Usando nuestros resultados espectroscópicos, hemos estimado la corrección de este efecto siguiendo el procedimiento explicado en §5.2.1. En la Tabla 6.2 se indica la corrección necesaria en cada caso, así como el color final del objeto. Para ESE la corrección es de  $\Delta(U-B) = -0.04$ ,  $\Delta(B-V) = -0.78$ ,  $\Delta(V-R) = 0.67$  y  $\Delta(V-J) = -0.88$ , con lo que los colores reales de este objeto son  $(U - B)_e = -0.86$ ,  $(B - V)_e = -0.10$ ,  $(V - R)_e = 0.13$  y  $(V - J)_e = 0.20$ , en buen acuerdo con un objeto joven de ~5 Ma.

La estimación de las magnitudes para los objetos cercanos #1 y #2 es más burda debido a la debilidad de ambos. No observamos ninguno en el filtro U y #2 está justo por encima del ruido del cielo en nuestra imagen en B. El color U - B



FIGURA 6.4: Mapas de contornos de Haro 15 en imágenes H $\alpha$  (sustraido de continuo), R y J. El nivel más externo corresponde con  $3\sigma$  del brillo del cielo.

TABLA 6.1: Resultados de la fotometría de Haro 15. E(B - V) se determinó a partir del  $C(\mathrm{H}\beta)$  estimado para cada espectro.

| Objeto  | E(B-V)            | $m_B$              | $M_B$               | U- $B$             | B- $V$            | V- $R$            | V-J               | J- $H$            | $H$ - $K_s$       |
|---------|-------------------|--------------------|---------------------|--------------------|-------------------|-------------------|-------------------|-------------------|-------------------|
| Haro 15 | $0.11^{a}$        | $13.82 {\pm} 0.04$ | $-20.87 {\pm} 0.04$ | $-0.52 {\pm} 0.08$ | $0.26{\pm}0.08$   | $0.32 {\pm} 0.08$ | $0.17{\pm}0.08$   | $0.58{\pm}0.08$   | $0.22{\pm}0.08$   |
| Centro  | $0.08 {\pm} 0.02$ | $14.76 {\pm} 0.04$ | $-19.93 {\pm} 0.04$ | $-0.55 {\pm} 0.08$ | $0.32 {\pm} 0.08$ | $0.31 {\pm} 0.08$ | $0.29 {\pm} 0.08$ | $0.38 {\pm} 0.08$ | $0.22 {\pm} 0.08$ |
| ESE     | $0.23 \pm 0.02$   | $17.56 {\pm} 0.04$ | $-17.13 {\pm} 0.04$ | $-0.82 {\pm} 0.10$ | $0.68 {\pm} 0.08$ | $-0.54{\pm}0.08$  | $0.20 {\pm} 0.08$ | $0.24 {\pm} 0.08$ | $0.18 {\pm} 0.10$ |
| NE      | $0.04 {\pm} 0.02$ | $17.72 {\pm} 0.04$ | $-16.97 {\pm} 0.04$ | $-0.41 {\pm} 0.10$ | $0.42{\pm}0.08$   | $0.31 {\pm} 0.08$ | $0.57 {\pm} 0.10$ | $0.47 {\pm} 0.08$ | $0.2 \pm 0.1$     |
| #1      | $0.02^{b}$        | $18.52 {\pm} 0.10$ | $-16.17 {\pm} 0.10$ | $-0.39^{c}$        | $0.31{\pm}0.16$   | $0.14 {\pm} 0.12$ |                   |                   |                   |
| #2      | $0.02^{b}$        | $19.5 {\pm} 0.2$   | $-15.2 \pm 0.2$     |                    | $0.4 {\pm} 0.2$   | $0.39 {\pm} 0.12$ | $0.9 {\pm} 0.2$   | $0.7 \pm 0.2$     |                   |

<sup>a</sup> Promedio de los valores de E(B - V) obtenidos en los otros objetos, ponderando el valor del centro. <sup>b</sup> Valor de la extinción Galáctica,  $E(B - V)_G = 0.02$  (Schlegel et al. 1998). <sup>c</sup> Calculada manda datas de Caixás (2001a)

<sup>c</sup> Calculado usando datos de Cairós (2001a).

TABLA 6.2: Corrección de los colores en filtros anchos como consecuencia de la emisión nebular. Las columnas 2–5 indican la correción que debe hacerse a cada color, mientras que las columnas 6-9 muestran el color real de cada objeto teniendo en cuenta dicha corrección.

| Objeto                                      | $\Delta(U-B)$           | $\Delta(B-V)$             | $\Delta(V-R)$          | $\Delta(V-J)$             | $(U-B)_e$                                       | $(B-V)_e$                                       | $(V-R)_e$                                      | $(V - J)_e$                                    |
|---|-------------------------|---------------------------|------------------------|---------------------------|---|---|--|--|
| Haro 15 Centro<br>Haro 15 ESE<br>Haro 15 NE | $0.03 \\ -0.04 \\ 0.02$ | $-0.03 \\ -0.78 \\ -0.03$ | $0.00 \\ 0.67 \\ 0.01$ | $-0.04 \\ -0.88 \\ -0.03$ | $^{-0.52\pm0.08}_{-0.86\pm0.10}_{-0.39\pm0.10}$ | ${}^{0.29\pm0.08}_{-0.10\pm0.08}_{0.39\pm0.08}$ | ${}^{0.31\pm0.08}_{0.13\pm0.08}_{0.32\pm0.08}$ | ${}^{0.25\pm0.08}_{0.20\pm0.08}_{0.54\pm0.10}$ |

de #1 se determinó a partir de los datos de Cairós et al. (2001), corrigiendo sólo por enrojecimiento de nuestra Galaxia. Nuestros datos fotométricos parecen indicar que #1 podría estar asociado a Haro 15, mientras que #2 sería un objeto rojo de fondo.

| Objeto         | Flujo $(10^{-13})$                        | Luminosidad                    | $M_{\rm HII}$        | $M_{\star}$        | SFR                            | $W(H\alpha)$ | Edad  |
|----------------|---|--------------------------------|----------------------|--------------------|--------------------------------|--------------|-------|
|                | ${\rm erg} {\rm ~cm}^{-2} {\rm ~s}^{-1})$ | $(10^{41} \text{ erg s}^{-1})$ | $(10^6 \ M_{\odot})$ | $(10^6 M_{\odot})$ | $(M_{\odot} \mathrm{yr}^{-1})$ | (Å)          | (Myr) |
| Haro 15        | $4.66 \pm 0.52$                           | $4.18 \pm 0.47$                | $6.21 \pm 0.69$      | $77 \pm 9$         | $3.32\pm0.37$                  | $90 \pm 20$  | 6.3   |
| Haro 15 Centro | $3.23 \pm 0.42$                           | $2.90 \pm 0.38$                | $4.31 \pm 0.56$      | $53 \pm 7$         | $2.30 \pm 0.30$                | $110 \pm 20$ | 6.2   |
| Haro 15 ESE    | $1.27 \pm 0.16$                           | $1.14 \pm 0.14$                | $1.69 \pm 0.21$      | $6.7 \pm 0.8$      | $0.91 \pm 0.11$                | $340 \pm 50$ | 4.9   |
| Haro 15 NE     | $0.05 \pm 0.02$                           | $0.05 \pm 0.02$                | $0.07 \pm 0.03$      | $1.8 \pm 0.7$      | $0.04 \pm 0.01$                | $60 \pm 30$  | 7.0   |

TABLA 6.3: Resultados de la fotometría en H $\alpha$  de Haro 15. El flujo mostrado está corregido tanto por contaminación por las líneas de [N II] como por extinción.

#### Fotometría en $\mathbf{H}\alpha$

El mapa de contornos de la imagen en H $\alpha$  sustraída de continuo se muestra en la Figura 6.4. Pueden apreciarse las tres estructuras principales de la galaxia, siendo más intensa la emisión en la zona norte que en la zona sur. Hemos estimado los flujos en H $\alpha$  para Haro 15 y los objetos ESE y NE calibrando en flujo esta imagen. Se corrigió tanto por contaminación por las líneas de [N II] como por extinción. En la Tabla 6.3 presentamos los resultados obtenidos para cada zona. No obstante, nuestra imagen en H $\alpha$  no tiene muy buena calidad porque el filtro H $\alpha$  usado en el telescopio 2.2m CAHA (667/8) tiene una transmitancia de sólo el 14% para la longitud de onda observada de la línea de H $\alpha$ , 6700 Å. También por esta razón los errores son más grandes que en otros objetos estudiados en esta tesis.

El flujo de H $\alpha$  total encontrado para Haro 15 es de  $(4.66 \pm 0.52) \times 10^{-13}$  erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>, algo menor que el derivado por Cairós et al. (2001a), (6.84 ± 0.01)  $\times 10^{-13}$  erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup> posiblemente porque estos autores suponen una corrección de [NII] menor a la real al no disponer de datos espectroscópicos. A partir de los valores de la luminosidad en H $\alpha$ , se encuentra que Haro 15 posee unas 310000 estrellas O7V equivalentes. La masa del cúmulo ionizante,  $M_{\star}$ , se estimó usando la expresión dada por Díaz (1999). El ritmo de formación estelar encontrado usando la calibración de Kennicutt (1998) es de unas 3.3  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup>, en buen acuerdo con el valor determinado a partir de los flujos en FIR,  $SFR_{FIR} = 2.8 M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup> (Kennicutt 1998). La masa total del gas ionizado es  $M_{\rm HII} \sim 6.2 \times 10^6 M_{\odot}$ . Pese a ser unas 20 veces más pequeño que el resto de la galaxia, ESE posee un ritmo de formación estelar en dicho objeto es muy intensa.

#### 6.3.2 Resultados espectroscópicos

Hemos realizado espectroscopia de rendija larga de resolución intermedia cubriendo las tres zonas más brillantes de Haro 15. En la Figura 6.3 se muestran las dos posiciones de rendija usadas, con P.A. de 41° y 117°. Hemos extraído cuatro espectros unidimensionales de cuatro objetos distintos: el centro, ESE, NE y una zona relativamente brillante al ONO. En la Figura 6.5 mostramos los espectros de las tres zonas más brillantes, mientras que en la Tabla 6.4 mostramos los cocientes de líneas medidas en cada espectro, así como otros datos relevantes como el tamaño

| Línea                | $f(\lambda)$ | Centro                         | ESE                                | NE              | ONO                         |
|----------------------|--------------|--------------------------------|------------------------------------|-----------------|-----------------------------|
| 3705.04 He I         | 0.260        | 1.05:                          |                                    |                 |                             |
| 3728.00 [O II]       | 0.256        | $294 \pm 19$                   | $113 \pm 21$                       | $402 \pm 106$   | $336 \pm 46$                |
| 3770.63 H I          | 0.249        | 0.68:                          | $1.69 \pm 0.52$                    |                 |                             |
| 3797.90 H I          | 0.244        | 0.33:                          | $3.10 \pm 1.00$                    |                 |                             |
| 3835.39 H I          | 0.237        | 1.69:                          | $4.59 \pm 0.99$                    |                 |                             |
| 3868.75 [Ne III]     | 0.230        | $14.2 \pm 2.8$                 | $48.6 \pm 8.4$                     |                 | 39.4:                       |
| 3889.05 H I          | 0.226        | $7.6 \pm 3.0$                  | $15.5 \pm 2.8$                     |                 |                             |
| 3967.46 [Ne III]     | 0.210        |                                | $29.6 \pm 4.8$                     |                 |                             |
| 3970.07 H I          | 0.210        | $19.6 \pm 1.7$                 |                                    |                 |                             |
| 4026.21 He I         | 0.198        |                                | 1.05:                              |                 |                             |
| 4068.60 [S II]       | 0.189        | 2.69:                          |                                    |                 |                             |
| 4101.74 H I          | 0.182        | $28.1 \pm 2.7$                 | $26.1 \pm 3.5$                     |                 | $26.1 \pm 7.0$              |
| 4340.47 H I          | 0.127        | $46.2 \pm 3.5$                 | $47.0 \pm 4.8$                     |                 | $46.7 \pm 9.9$              |
| 4363.21 [O III]      | 0.121        | 1.22:                          | $8.59 {\pm} 0.87$                  |                 | 3.9:                        |
| 4471.48 He I         | 0.095        | 3.56:                          | $4.17 \pm 0.68$                    |                 |                             |
| 4658.10 [Fe III]     | 0.050        | 1.75:                          | 0.90:                              |                 |                             |
| 4686.00 He II        | 0.043        | 0.87:                          | $1.46 \pm 0.42$                    |                 |                             |
| 4711.37 [Ar IV]      | 0.037        |                                | 1.10:                              |                 |                             |
| 4740.16 [Ar IV]      | 0.030        |                                | 0.73:                              |                 |                             |
| 4754.83 [Fe III]     | 0.026        |                                | 0.25:                              |                 |                             |
| 4861.33 H I          | 0.000        | $100.0\pm6.7$                  | $100.0\pm5.9$                      | $100 \pm 39$    | $100 \pm 19$                |
| 4921.93 He I         | -0.015       |                                | 0.55:                              |                 |                             |
| 4958.91 [O III]      | -0.024       | $67.2\pm5.0$                   | $212 \pm 11$                       | $81 \pm 30$     | $132 \pm 19$                |
| 5006.84 [O III]      | -0.036       | $210\pm13$                     | $648 \pm 36$                       | $232\pm63$      | $383 \pm 44$                |
| 5015.68 He I         | -0.038       | 1.02:                          |                                    |                 |                             |
| 5158.81 [Fe II]      | -0.073       | 1.95:                          |                                    |                 |                             |
| 5197.90 [N 1]        | -0.082       | 2.70:                          | 0.22.                              |                 |                             |
| 5517.71 [CI III]     | -0.154       |                                | 0.55:                              |                 |                             |
| 5557.88 [CI III]     | -0.158       | 10 0 1 1 6                     | 0.20:                              | 46.1.           | 105198                      |
| 6200 20 [O I]        | -0.213       | $12.0\pm1.0$<br>$7.5\pm1.1$    | $9.95 \pm 1.70$<br>$2.21 \pm 0.76$ | 40.1:           | $10.3\pm2.8$<br>$7.7\pm2.1$ |
| 6312 10 [S III]      | 0.282        | 1 10                           | $1.16\pm0.31$                      |                 | 1.1±0.1                     |
| 6363 78 [O I]        | -0.283       | 2.18.                          | 0.65                               |                 |                             |
| 6548.03 [N II]       | -0.318       | $20.1 \pm 1.8$                 | $282\pm0.71$                       |                 | 6.0:                        |
| 6562 82 H I          | -0.320       | $20.1 \pm 1.0$<br>$288 \pm 10$ | $2.02\pm0.11$<br>$202\pm46$        | $284 \pm 75$    | $288 \pm 35$                |
| 6583 41 [N II]       | -0.323       | $64.8 \pm 4.6$                 | $776\pm184$                        | 23 4            | 232+61                      |
| 6678 15 He I         | -0.336       | 2.81                           | $2.55\pm0.74$                      | 2011            | 3.9.                        |
| 6730.85 [S II]       | -0.344       | $18.0 \pm 2.0$                 | $5.09 \pm 1.32$                    | 28.5:           | $17.6 \pm 8.3$              |
| Tamaño (arcsec)      |              | $6 \times 1$                   | $8.4 \times 1$                     | 8×1             | $4.4 \times 1$              |
| Distancia (arcsec)   |              | 0                              | 13                                 | 23              | 12                          |
| $F(H\beta)^{a}$      |              | $23.25 \pm 1.08$               | $23.42 \pm 0.89$                   | $0.52 \pm 0.10$ | $1.32 \pm 0.12$             |
| $C(H\beta)$          |              | $0.11 \pm 0.03$                | $0.33 \pm 0.03$                    | $0.06 \pm 0.03$ | $0.37 \pm 0.02$             |
| $W_{abs}$ (Å)        |              | $2.4 \pm 0.4$                  | $1.3 \pm 0.3$                      | 0.5             | $2.2\pm0.2$                 |
| $-W(H\alpha)$ (Å)    |              | $75.2 \pm 5.0$                 | $423.6 \pm 22.5$                   | $43.9 \pm 10.0$ | $48.8 \pm 2.7$              |
| $-W(H\beta)$ (Å)     |              | $16.4 \pm 1.1$                 | $75.7 \pm 4.2$                     | $8.4 \pm 3.2$   | $20.8 \pm 1.3$              |
| $-W(H\gamma)$ (Å)    |              | $5.5 \pm 0.4$                  | $26.9 \pm 1.5$                     |                 | $7.5 \pm 0.9$               |
| −W([O III]) 5007 (Å) |              | $29.4 \pm 1.8$                 | $462.7 \pm 23.1$                   | $20.2 \pm 5.1$  | $77.9 \pm 3.9$              |
|                      |              |                                |                                    |                 |                             |

TABLA 6.4: Cocientes de líneas de emisión con respecto a  $I(H\beta)=100$  y corregidas por enrojecimiento de los objetos analizados en Haro 15.

 $^a$  En unidades de  $10^{-15}~{\rm erg~s^{-1}~cm^{-2}},$ no corregido por extinción.

del área extraída, el flujo de H $\beta$ , el valor del coeficiente de enrojecimiento  $C(H\beta)$  y las anchuras equivalentes de las líneas más importantes.

Como era de esperar, el espectro de la zona central de la galaxia presenta una componente de emisión nebular sobre una componente de absorción estelar, observada sobre todo en las líneas de Balmer. Por el contrario, el espectro de ESE está prácticamente dominado por la emisión nebular, destacando la detección de la débil línea de  $[O III] \lambda 4363$  y la línea de HeII  $\lambda 4686$  asociada a estrellas WR. Las regiones NE y ONO son mucho más débiles, observándose en ellas muy pocas líneas. De-



FIGURA 6.5: Espectros obtenidos del centro de Haro 15 y las zonas ESE y NE, indicando las líneas más importantes. No están corregidos por enrojecimiento.

safortunadamente, en todos los casos la línea de  $[S II] \lambda 6717$  cayó sobre una línea de cielo, por lo que no se pudo medir correctamente y no ha sido incluida en el análisis.

#### Condiciones físicas del gas ionizado

En el espectro de ESE se observa sin dificultad la línea de [OIII]  $\lambda$ 4363, por lo que hemos podido determinar  $T_e$ (OIII) de forma directa, encontrando un valor de 12900 $\pm$ 700 K. En el resto de objetos se buscó la pareja de temperaturas de alta y baja excitación que mejor reprodujese la abundancia proporcionada por la calibración empírica de Pilyugin (2001a,b). En todos los casos se calculó la temperatura de baja excitación,  $T_e$ [OII], usando la relación de Garnett (1992). Los resultados se muestran en la Tabla 6.5. En el espectro central de Haro 15 se observa marginalmente la línea de [OIII]  $\lambda$ 4363; usando ese valor se encuentra  $T_e$ [OIII]~9700 K, similar al conseguido usando el método empírico descrito. Al faltar la línea de [SII]  $\lambda$ 6717 no se ha podido calcular  $N_e$ , por lo que supondremos que es de 100 cm<sup>-3</sup> en todos los objetos. Comparando los cocientes de [OIII] $\lambda$ 5007/H $\beta$  y [NII] $\lambda$ 6584/H $\alpha$  con los diagramas de diagnóstico de Dopita et al. (2000) y Kewley et al. (2001) (ver Figura 6.6 y §3.8) se encuentra que los objetos pueden clasificarse como starbursts.



FIGURA 6.6: Comparación de los datos observacionales de Haro 15 con los diagramas de diagnóstico propuestos por Dopita et al. (2000) y Kewley et al. (2001).

TABLA 6.5: Condiciones físicas y abundancias químicas de los objetos analizados en Haro 15.

| Objeto  | Centro  | ESE  | NE  | WNW   |
|---|---|--|---|---|
| $\begin{array}{c} T_e(\text{O III}) \ (\text{K}) \\ T_e(\text{O II}) \ (\text{K}) \\ N_e \ (\text{cm}^{-3}) \end{array}$  | $9500 \pm 800^{a}$<br>$9600 \pm 600$<br>100   | $\begin{array}{r} 12900 \pm 700 \\ 12000 \pm 500 \\ 100 \end{array}$                                     | $\begin{array}{c} 11500 \pm 1000^{a} \\ 11000 \pm 700 \\ 100 \end{array}$             | $\begin{array}{c} 11800 \pm 800^{a} \\ 11260 \pm 600 \\ 100 \end{array}$                          |
| $12 + \log(O^+/H^+)$<br>$12 + \log(O^{++}/H^+)$<br>$12 + \log(O/H)$   | $\begin{array}{l} 8.16 \pm 0.13 \\ 7.94 \pm 0.11 \\ 8.37 \pm 0.12 \end{array}$                    | $\begin{array}{l} 7.35  \pm  0.08 \\ 8.01  \pm  0.06 \\ 8.10  \pm  0.06 \end{array}$                     | $\begin{array}{c} 8.04  \pm  0.18 \\ 7.72  \pm  0.16 \\ 8.21  \pm  0.17 \end{array}$  | $\begin{array}{c} 7.93 \pm 0.13 \\ 7.90 \pm 0.10 \\ 8.22 \pm 0.11 \end{array}$                    |
| $\begin{array}{c} \log({\rm O}^{++}/{\rm O}^{+}) \\ 12 + \log({\rm N}^{+}/{\rm H}^{+}) \\ 12 + \log({\rm N}/{\rm H}) \\ \log({\rm N}/{\rm O}) \end{array}$  | $\begin{array}{c} -0.23 \pm 0.16 \\ 7.13 \pm 0.07 \\ 7.34 \pm 0.10 \\ -1.03 \pm 0.15 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 0.66  \pm  0.10 \\ 6.00  \pm  0.06 \\ 6.75  \pm  0.10 \\ -1.35  \pm  0.11 \end{array}$ | $\begin{array}{c} -0.32\pm0.23\\ 6.55\pm0.25\\ 6.72\pm0.26\\ -1.49\pm0.29\end{array}$ | $\begin{array}{c} -0.03 \pm 0.15 \\ 6.47 \pm 0.14 \\ 6.76 \pm 0.15 \\ -1.46 \pm 0.18 \end{array}$ |
| $\begin{array}{c} 12 + \log(S^+/H^+) \\ 12 + \log(S^{++}/H^+) \\ 12 + \log(S/H) \\ \log(S/O) \end{array}$   | $\begin{array}{c} 6.05 \pm 0.10 \\ 6.52 \pm 0.34 \\ 6.65 \pm 0.29 \\ -1.71 \pm 0.36 \end{array}$  | $\begin{array}{c} 5.26 \pm 0.08 \\ 6.02 \pm 0.14 \\ 6.20 \pm 0.13 \\ -1.89 \pm 0.18 \end{array}$         | 6.08 ± 0.24<br><br>   | 5.85 ± 0.21<br><br>   |
| $12 + \log(\mathrm{Ne^{++}/H^{+}})$<br>$12 + \log(\mathrm{Ne/H})$<br>$\log(\mathrm{Ne/O})$  | $\begin{array}{r} 7.29 \pm 0.20 \\ 7.72 \pm 0.20 \\ -0.65 \pm 0.28 \end{array}$                   | $\begin{array}{c} 7.33  \pm  0.10 \\ 7.42  \pm  0.10 \\ -0.68  \pm  0.19 \end{array}$                    | ····<br>···   | $\begin{array}{r} 7.14 \pm 0.34 \\ 7.46 \pm 0.34 \\ -0.76 \pm 0.40 \end{array}$                   |
| $\begin{array}{c} 12 + \log({\rm Ar}^{+3}/{\rm H}^+) \\ 12 + \log({\rm Cl}^{++}/{\rm H}^+) \\ 12 + \log({\rm Fe}^{++}/{\rm H}^+) \\ 12 + \log({\rm Fe}/{\rm H}) \\ \log({\rm Fe}/{\rm O}) \\ 12 + \log({\rm He}^+/{\rm H}^+) \end{array}$ | $\dots \\ 6.0; \\ 7.0; \\ -1.3; \\ 10.97 \pm 0.05$  | $\begin{array}{c} 4.92 \pm 0.17 \\ 4.26 \pm 0.28 \\ 5.5; \\ 7.5; \\ -0.6; \\ 10.88 \pm 0.06 \end{array}$ | <br><br><br>10.96:  | $\begin{array}{c} \\ \\ \\ \\ 10.96 \pm 0.12 \end{array}$   |
| [O/H]   | -0.29   | -0.56  | -0.45   | -0.44   |

 $^a\mathrm{Estimados}$ a partir de relaciones empíricas.

 ${}^{b}$  [O/H]=(O/H)-(O/H)<sub>☉</sub>, usando (O/H)<sub>☉</sub> = 8.66 ± 0.05 (Asplund et al. 2004).

### Abundancias químicas

En la Tabla 6.5 se muestran todas las abundancias calculadas para cada zona. Observamos una diferencia significativa entre la abundancia de oxígeno en el centro de Haro 15,  $12+\log(O/H)=8.37$ , y el objeto ESE,  $12+\log(O/H)=8.10$ . Este he-



FIGURA 6.7: Ampliación de los espectros del centro de Haro 15 y las zonas ESE y NE (abajo) y flujo relativo de las líneas [O II]  $\lambda$ 3727 (arriba, derecha) y [O III]  $\lambda$ 5007 (arriba, izquierda) en función de la dirección espacial del espectro bidimensional obtenido con PA de 117°. Nótese la diferencia de intensidad relativa de estas líneas entre los objetos.

cho sugiere que, a pesar de su cercanía (5.5 kpc), los objetos han sufrido distinta evolución química. Los valores de abundancia de oxígeno para las zonas NE y ONO son algo inferiores a los encontrados en el centro del sistema, lo que sugiere que podrían ser regiones menos enriquecidas en las zonas externas del disco de Haro 15 debido a un posible gradiente radial de abundancias (esto podría ser no apropiado para el objeto NE, cuya cinemática está desacoplada del patrón de rotación de la galaxia, como veremos en el siguiente apartado). Los resultados de calibraciones empíricas del objeto ESE comparados con los obtenidos para el centro de Haro 15 son sistemáticamente entre 0.15 y 0.50 inferiores en el primer caso, lo que indica que la diferencia de temperatura electrónica encontrada entre ambos objetos parece real.

Por otro lado, ESE posee un grado de excitación muy alto,  $\log(O^{++}/O^{+})=0.66$ , comparado con el resto de objetos. Hemos analizado los espectros bidimensionales para las dos posiciones de rendija y encontrado que esta diferencia es real. En la Figura 6.7 se muestra el flujo relativo en función de la dirección espacial a través de las líneas de [O II]  $\lambda$ 3727 y [O III]  $\lambda$ 5007. Vemos que, efectivamente, el flujo de [O III]  $\lambda$ 5007 es considerablemente mayor en ESE que en el centro, sucediendo lo contrario con el flujo de [O II]  $\lambda$ 3727. La detección de la débil línea de [S III]  $\lambda$ 6312



FIGURA 6.8: Diagramas posición-velocidad para las posiciones de rendija observadas en Haro 15. La etiqueta WNW se refiere al objeto ONO.

y el cociente  $S^{++}/S^+$  encontrado, además de la intensidad de la línea de [NeIII]  $\lambda$ 3869 en ESE también indican que esta zona es de alta excitación.

#### Cinemática de Haro 15

En la Figura 6.8 se muestran los diagramas posición-velocidad obtenidos para las dos posiciones de rendija observadas en Haro 15. Se analizó tanto el perfil de la línea de H $\alpha$  como la de [O III]  $\lambda$ 5007 dada su intensidad. Se extrajeron zonas de 4 píxeles (1.6 arcsec), tomándose como referencia la velocidad observada en el centro de la galaxia. Observamos que ambas líneas proporcionan diagramas prácticamente idénticos. El diagrama con PA 41° presenta un aparente patrón de rotación, aunque se encuentran divergencias en la zona al SO. El objeto NE está claramente desacoplado de esta rotación, lo que sugiere que se trata de un objeto externo que ha interaccionado con Haro 15. Es probable que no se trate de una galaxia enana de marea (TDG) porque su metalicidad es algo menor a la observada en las partes internas de Haro 15, lo que se esperaría para una TDG. Probablemente el objeto NE sea también responsable de las distorsiones observadas al SO, coincidentes en velocidad. Según este diagrama, Haro 15 gira en sentido antihorario, con la zona al NE dirigiéndose hacia nosotros.

Por otro lado, el diagrama con PA 117° presenta un claro patrón sinusoidal con diferencias del orden de 40 km s<sup>-1</sup>, característico de procesos de interacción o fusión de galaxias. Aún sin clara tendencia, ESE parece estar cinemáticamente acoplado al patrón de la galaxia. Estos rasgos parecen confirmar que ESE es un objeto externo



FIGURA 6.9: (Izquierda): Espectro de HI de Haro 15 obtenido por Gordon y Gottesman (1981). Derecha: Imágenes del HST en filtros I y UV tomadas de archivo (ver § 5.4.4).

que está en proceso de fusión avanzada con el cuerpo principal de Haro 15.

Si interpretamos que el brazo NE del diagrama con PA 41° (sin incluir NE) es consecuencia de rotación circular, podemos hacer una estimación de la masa kepleriana de Haro 15. Suponiendo una velocidad de ~80 km s<sup>-1</sup> para un radio de ~13 arcsec (=5.46 kpc), determinamos una masa de  $M_{kep}$ =8.14×10<sup>9</sup>  $M_{\odot}$ , suponiendo un ángulo de inclinación de *i*=90°. No obstante, usando tanto los diagramas posición-velocidad como las imágenes en óptico, podemos hacer una estimación del ángulo de inclinación, *i*=55°. Gordon y Gottesman (1981) derivan para esta galaxia *i*=57°. Obtenemos  $M_{kep}$ =1.21×10<sup>10</sup>  $M_{\odot}$  con esta inclinación, lo que se traduce en un cociente  $M_{kep}/L_{\odot}$  de 0.88.

A partir de observaciones radio con la antena de 91m de NRAO (ver Figura 6.9, izquierda), Gordon y Gottesman (1981) estiman una masa de HI de  $M_{\rm H\,I}$ =5.54×10<sup>9</sup>  $M_{\odot}$  y una masa dinámica de  $M_{Dyn}$ =3.65×10<sup>10</sup>  $M_{\odot}$  para Haro 15, lo que supone que el 15% de la masa del sistema está en forma de HI. El cociente  $M_{kep}/M_{dyn}$  es de 0.33. Los cocientes  $M_{\rm H\,I}/L_{\odot}$ =0.40 y  $M_{dust}/L_{\odot}$ =1.50×10<sup>-4</sup> (la masa de polvo templado se estimó usando los flujos FIR tal como se explicó en §5.4.2) sugieren que Haro 15 es una espiral del tipo Sc (Bettoni et al. 2003). La escala de tiempo de depleción del gas,  $\tau_{gas}$ , es de 2.2 Ga, indicando que Haro 15 aún posee suficiente reservas de HI que podrían emplearse para formar nuevas estrellas en el futuro.

#### 6.3.3 Edades de las poblaciones estelares

En la Figura 6.10 comparamos los colores de cada objeto, corregidos tanto por extinción como por emisión nebular, con los modelos teóricos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997) para brotes instantáneos con IMF de Salpeter y  $Z/Z_{\odot}=0.4$ . Confirmamos que ESE es un objeto muy joven, con edad en torno a 5 Ma, coincidente con la edad determinada a partir de  $W(H\alpha)$  (ver Tabla 6.3). Además, estaría de acuerdo con la fuerte emisión en UV observada con HST (ver Figura 6.9) por Taylor et al. (1996). El resto de los objetos están algo más evolucionados, mostrando edades entre los 6 y los 25 Ma, excepto si comparamos el color V - R con los modelos de PEGASE.2, que indica edades superiores a 500 Ma para Haro 15 y NE, sugiendo que ambos tienen una componente estelar vieja subyacente a los brotes de formación estelar reciente, cuyas



FIGURA 6.10: Diagramas color-color mostrando la comparación de los modelos teóricos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999; línea continua azul) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997; línea discontinua roja) con los colores observados en los objetos de Haro 15. Los símbolos representan a la galaxia integrada (cuadrado abierto), el centro Haro 15 (círculo), ESE (triángulo), NE (cuadrado relleno) y el objeto #1 (aspa). También se incluyen algunas edades (en Ma) para los modelos de STARBURST 99.

edades son de 6-7 Ma (ver Tabla 6.3).

El análisis de la distribución espectral de energía (SED) para el centro y el objeto ESE se muestra en la Figura 6.11. Se ha usado una malla de modelos teóricos de brotes de formación estelar instantáneos con edades entre 0 y 10 Ga, suponiendo una IMF de Salpeter con límites de 0.1 y 120  $M_{\odot}$  y metalicidad solar dados por PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997) para comparar con el continuo observado. Hemos tenido en cuenta el enrojecimiento de cada objeto usando el coeficiente  $C(H\beta)$ obtenido mediante el decremento Balmer, evitando así problemas de degeneración con las edades. Siempre hemos jugado con la combinación de una SED dada por un objeto dominado por población joven [con la edad obtenida mediante  $W(H\alpha)$ ] y un objeto con población vieja de 500 Ma. Los mejores ajustes (mostrados en la Figura 6.11) se consiguen combinando un modelo con 1% población joven de 6.5 Ma con 99% población vieja en el caso del objeto central, mientras que un modelo con 15% de población joven de 4.5 Ma combinado con 85% población vieja ajusta



FIGURA 6.11: Espectros de Haro 15 (*izquierda*) y ESE (*derecha*) comparados con SED sintéticas obtenidas usando el código PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997). En ambas figuras, la línea roja representa el modelo de población vieja, la línea azul representa al modelo de población joven, la línea negra es un modelo combinando ambos y la línea verde el espectro observado corregido por enrojecimiento. En el diagrama de la izquierda la línea azul (modelo joven) queda fuera del rango representado.

la SED observada en el objeto ESE.

### 6.3.4 Conclusiones

Los datos disponibles para Haro 15 sugieren que se trata de una galaxia espiral Sc de tamaño mediano que ha interaccionado fuertemente con dos objetos enanos posiblemente independientes, ESE y NE. Probablemente el compañero ESE interaccionó con anterioridad y produjo un *minor merger*, de ahí la cinemática distorsionada que se observa con PA 117° y la débil cola observada al NO. Los colores, el espectro dominado por el gas ionizado, la importante emisión en H $\alpha$  y en Uv y la detección del rasgo WR en el objeto ESE indican que posee una alta formación estelar, siendo la edad del último brote algo inferior a 5 Ma. Posteriormente se produjo la interacción del objeto NE con Haro 15, fenómeno responsable de las distorsiones del patrón de rotación observadas en la zona SO.



FIGURA 6.12: Imagen en color de Mkn 1199 combinando datos en filtros B (azul), R (verde) y H $\alpha$  (rojo) obtenidas con el telescopio 2.2m CAHA. Notar la fuerte emisión en H $\alpha$  en la zona NE. La CCD usada para H $\alpha$  tenía un tamaño de pixel 1.6 veces mayor que para B y R, de ahí la aureola rojiza en torno a estrellas brillantes.

# 6.4 Mkn 1199

Mkn 1199 (UGC 3829, KAZ 26, SBS 0720+335) muestra un claro ejemplo de interacción entre galaxias, como se aprecia en la Figura 6.12. El cuerpo principal es una espiral de tipo Sb, interactuando al NE con un objeto más pequeño de forma elíptica. La primera referencia bibliográfica de Mkn 1199 la encontramos en Kazarian (1979), quien la incluyó en su catálogo de galaxias con exceso Uv, siendo estudiada en varias ocasiones posteriores por su grupo. Markarian, Lipovetskii y Stepanian (1979) la incluyeron en su catálogo, siendo sus propiedades revisadas mediante imágenes y espectroscopía por Mazzarella y Balzano (1986), Mazzarrella y Boronson (1993) y Kazarian y Martirossian (2001). Estos últimos autores confirmaron que el núcleo de Mkn 1199 albergaba un *starburst* en lugar de un AGN. En 2001 se detectó una supernova en esta galaxia, SN 2001ej (Dimai 2001), de magnitud 16.5.

Izotov y Thuan (1998) observaron Mkn 1199 con la idea de usarla en su estudio de la abundancia de helio primordial, pero al final no fue incluida porque no se detectó la línea de [O III]  $\lambda$ 4363. Además, el espectro presentaba considerables absorciones en las líneas de helio. No obstante, fueron ellos quienes descubrieron la existencia del WR *bump* azul (líneas ancha y nebular de He II  $\lambda$ 4686) y del WR *bump* rojo (C IV  $\lambda$ 5808). Por esta razón fue incluida como galaxia WR por Schaerer et al. (1999). Guseva et al. (2000) revisaron las propiedades WR de Mkn 1199, detectando las líneas N III  $\lambda$ 4512, Si III  $\lambda$ 4565, N V  $\lambda$ 4619, C IV $\lambda$ 4658, Si II  $\lambda$ 5056 y N II  $\lambda$ 5720-40. Estos rasgos indicaban la existencia de poblaciones de estrellas WNL, WNE y WCE.



FIGURA 6.13: Imagen profunda de Mkn 1199 en el filtro R (2.2m CAHA). A la izquierda se muestra el campo alrededor de la galaxia, saturando la imagen para detectar los objetos más debiles. Algunos de estos objetos son identificados y estudiados fotométricamente; se trata posiblemente de galaxias de fondo. La interacción entre los dos sistemas es evidente. La imagen de la derecha muestra el cuerpo de Mkn 1199 sin saturar, identificándose las regiones analizadas aquí. También se incluyen las dos posiciones de rendija observadas con espectros-copía de rendija larga con 2.5m INT. Notar el claro patrón espiral en el cuerpo principal.

Hemos realizado espectroscopia de rendija larga de resolución intermedia cubriendo las zonas más brillantes del sistema, e imágenes en óptico, NIR y en H $\alpha$ . Nuestros resultados muestran una clara diferencia entre las abundancias de la parte central de Mkn 1199 y la galaxia enana, por lo que pensamos que se tratan de dos sistemas distintos y en fuerte interacción (López-Sánchez y Esteban 2003b). Posiblemente, las regiones H II brillantes observadas han sido en parte debidas a la interacción entre las dos galaxias.

#### 6.4.1 Resultados fotométricos

En la Figura 6.13 se muestra nuestra imagen profunda en R de Mkn 1199, identificándose las regiones analizadas y algunos objetos débiles a su alrededor. Situada a 54.0 Mpc (Tabla 5.9), un segundo de arco equivalen a 0.26 kpc. Claramente se observa dos sistemas en interacción: una galaxia espiral brillante observada casi de frente (Mkn 1199) y un objeto enano de forma elíptica localizado a 26" (=6.81 kpc) al NE (que designaremos como *NE companion*). Entre estos dos objetos se ha desarrollado un prominente brazo arqueado donde se sitúan regiones de formación



FIGURA 6.14: Mapas de contornos de Mkn 1199 en imágenes  $B, J \neq H\alpha$  sustraido de continuo. El nivel más externo corresponde con  $3\sigma$  del brillo del cielo.

TABLA 6.6: Resultados de la fotometría de Mkn 1199. La primera línea corresponde al valor integrado de todo el sistema. MB indica el cuerpo principal (sin incluir la galaxia compañera), C la zona central de Mkn 1199, NE la galaxia compañera en su conjunto, NE c es el centro de dicha galaxia y r es una región brillante en el brazo NE. E(B-V) se determinó a partir del  $C(H\beta)$  calculado para cada espectro. Los objetos numerados corresponden con los identificados en la Figura 6.13.

| Objeto  | E(B-V)              | $m_B$              | $M_B$               | U-B                | B- $V$            | V- $R$              | V-J               | J- $H$            | $H$ - $K_s$       |
|---------|---------------------|--------------------|---------------------|--------------------|-------------------|---------------------|-------------------|-------------------|-------------------|
| Mkn1999 | $0.15^{a}$          | $12.98 {\pm} 0.03$ | $-20.68 {\pm} 0.03$ | $-0.44 {\pm} 0.06$ | $0.46 {\pm} 0.06$ | $0.29 {\pm} 0.06$   | $1.30{\pm}0.07$   | $0.55 {\pm} 0.08$ | $0.34 {\pm} 0.08$ |
| MB      | $0.21 {\pm} 0.02$   | $12.99 {\pm} 0.04$ | $-20.67 {\pm} 0.04$ | $-0.53{\pm}0.08$   | $0.41{\pm}0.08$   | $0.17 {\pm} 0.08$   | $1.12{\pm}0.08$   | $0.50{\pm}0.08$   | $0.43{\pm}0.08$   |
| С       | $0.21 {\pm} 0.02$   | $13.56 {\pm} 0.04$ | $-20.10 {\pm} 0.04$ | $-0.63 {\pm} 0.08$ | $0.24{\pm}0.08$   | $0.22 {\pm} 0.08^d$ | $1.25{\pm}0.08$   | $0.49{\pm}0.08$   | $0.31 {\pm} 0.08$ |
| NE      | $0.11 {\pm} 0.02$   | $16.09 {\pm} 0.04$ | $-17.57 {\pm} 0.04$ | $0.16 {\pm} 0.08$  | $0.51{\pm}0.08$   | $0.34 {\pm} 0.08$   | $1.29 {\pm} 0.08$ | $0.62{\pm}0.10$   | $0.05 {\pm} 0.10$ |
| NE c    | $0.11 \pm 0.02$     | $18.12 {\pm} 0.04$ | $-15.54{\pm}0.04$   | $-0.45 {\pm} 0.08$ | $0.28{\pm}0.08$   | $0.25 \pm 0.08$     |                   |                   |                   |
| r       | $0.12 \pm 0.03^{b}$ | $18.99{\pm}0.05$   | $-14.67 {\pm} 0.05$ | $-0.50 {\pm} 0.10$ | $0.39{\pm}0.10$   | $0.15 {\pm} 0.10$   |                   |                   |                   |
| #1      | $0.08^{c}$          | $18.94 {\pm} 0.07$ |                     |                    | $0.22{\pm}0.13$   | $0.34 {\pm} 0.12$   | $1.1 {\pm} 0.2$   | 0.8:              |                   |
| #2      | $0.08^{c}$          | $18.37 {\pm} 0.06$ |                     |                    | $0.50{\pm}0.12$   | $0.58 {\pm} 0.12$   |                   |                   |                   |
| #3      | $0.08^{c}$          | $19.54 {\pm} 0.08$ |                     |                    | $0.39{\pm}0.16$   | $0.20 {\pm} 0.16$   | $1.04 {\pm} 0.16$ |                   |                   |
| #4      | $0.08^{c}$          | $19.52 {\pm} 0.08$ |                     |                    | $0.67 {\pm} 0.16$ | $0.61 \pm 0.16$     | $1.9 \pm 0.2$     | 0.9:              |                   |
| #5      | $0.08^{c}$          | $19.7 \pm 0.1$     |                     |                    | $0.6 {\pm} 0.2$   | $0.58 {\pm} 0.16$   | $1.3 \pm 0.2$     | 0.7:              |                   |
| #6      | $0.08^{c}$          | $17.59 {\pm} 0.04$ |                     |                    | $0.44{\pm}0.08$   | $0.43 {\pm} 0.08$   |                   |                   |                   |

 $^a$ Promedio de los valores de E(B-V) obtenidos en Mk<br/>n 1199 ponderando el valor del centro.

<sup>b</sup> Suponiendo valor similar a la cercana región B, no analizada fotométricamente pero sí espectroscópicamente. <sup>c</sup> Valor de la extinción galáctica,  $E(B - V)_G = 0.08$  (Schlegel et al. 1998).

<sup>d</sup> Corrigiendo por la emisión del gas,  $(V - R)_e = 0.15$ . Los otros colores no se ven afectados.

estelar (r, B, A). Kazarian y Tamazian (1994) establecieron que r era una región H II gigante, detectándose la SN 2001ej precisamente junto a esta región. Del centro de Mkn 1199 (C) surgen dos brazos espirales, el anteriormente citado en dirección NE que se desarrolla ampliamente y otro en dirección SO, más modesto, donde se localiza la región D. Otro brazo espiral más débil se localiza al S y finalmente se distorsiona al NO. En la Figura 6.14 se muestran los contornos de Mkn 1199 en B, J y H $\alpha$ , observándose el patrón espiral y la alta emisión nebular en el brazo NE.

#### Fotometría en filtros anchos

En la Tabla 6.6 se indican los resultados de la fotometría de apertura de Mkn 1199 para filtros anchos considerando varias regiones. En general, los colores obtenidos son azules, excepto en V - R donde se espera la contribución de las estrellas viejas. Para el compañero del NE se extrajeron dos aperturas: una considerando todo el objeto en su conjunto (que muestra colores rojos tanto en óptico como en NIR indicando una población importante de estrellas evolucionadas) y otra apertura abarcando únicamente su zona central (que sí muestra colores azules). No ha sido necesario corregir por la emisión del gas (diferencias inferiores a 0.02 en color) excepto para el centro de Mkn 1199, que posee  $\Delta(V - R) = -0.07$ , consecuencia de la alta emisión en H $\alpha$  en esta región de la galaxia.

También se han analizado fotométricamente alguno de los objetos débiles que se aprecian en la Figura 6.13. Ninguno es detectado en nuestra imagen en U pero sí en B, V y R. También se observan en J (excepto #2 y #6 por quedar fuera de la CCD) y tres débilmente en H. En la Tabla 6.6 se muestran los colores determinados, corregidos únicamente por extinción galáctica. Los objetos #2, #4 y #5 son galaxias de fondo; posiblemente también #1 (cuya morfología muestra un núcleo central brillante y un halo difuso alrededor; quizás se trata de una galaxia espiral lejana vista de frente) y #3 (con morfología elíptica) que, mostrando colores más azules, no presentan emisión en H $\alpha$  (al menos, emisión en el rango de longitudes de onda cubierto por el filtro H $\alpha$  empleado). En realidad, la región es muy rica en galaxias de fondo, como revela la imagen profunda en R. Posiblemente el objeto más significativo sea #6, localizado a 3.9' al N, que muestra morfología irregular y colores no demasiado rojos pero sin emisión en H $\alpha$  a velocidades de recesión similares a Mkn 1199.

#### Fotometría en $\mathbf{H}\alpha$

Las imágenes en H $\alpha$  y continuo adyacente se tomaron el 20 de diciembre de 2000 en el telescopio 2.2m de CAHA. Desafortunadamente, se trató de una noche no fotométrica, por lo que no se tomaron estrellas de calibración. Hemos construido la imagen de H $\alpha$  sustraída de continuo simplemente restado ambas imágenes, siendo escalada la imagen del continuo para eliminar las estrellas de campo. El resultado se presenta en la Figura 6.14. Se observa fuerte emisión nebular tanto en el cuerpo principal de Mkn 1199 como en la parte central del compañero al NE. En el brazo NE también se identifican varias regiones independientes de formación estelar. No detectamos emisión nebular a la velocidad radial de Mkn 1199 en ningún otro objeto del campo.

A pesar de no contar con estrellas espectrofotométricas, hemos realizado una calibración en flujo tentativa de la imagen usando los datos espectroscópicos obtenidos para esta galaxia (ver siguiente subsección). Dibujamos una máscara reconstruyendo la rendija usada, de 1" de ancho y con los PA pertinentes, sobre la imagen neta en H $\alpha$  y medimos el número de cuentas en las dos posiciones de rendija observadas, como se indica en la Figura 6.15. Las posiciones de las rendijas están muy bien



FIGURA 6.15: (*Izquierda*) Imagen de Mkn 1199 mostrando la emisión neta de H $\alpha$  y las rendijas usadas para espectroscopía sobre ella. (*Derecha*) Sección en torno a H $\alpha$  del espectro obtenido integrando toda la emisión observada en PA 53°.

TABLA 6.7: Resultados de la fotometría en H $\alpha$  de Mkn 1199. El flujo mostrado está corregido tanto por contaminación por las líneas de [N II] como por extinción.

| Objeto                         | Flujo $(10^{-13}$<br>erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup> )  | Luminosidad $(10^{41} \text{ erg s}^{-1})$  | $M_{\rm H  II}$<br>(10 <sup>6</sup> $M_{\odot}$ )  | $M_{\star}$<br>$(10^6 M_{\odot})$  | SFR<br>$(M_{\odot} \text{ yr}^{-1})$   | $W(H\alpha)$<br>(Å) | Edad<br>(Myr)      |
|--------------------------------|--|---|--|--|--|---------------------|--------------------|
| Mkn 1199<br>MB<br>NE<br>A<br>B | $14.0 \pm 2.1 \\ 13.6 \pm 2.0 \\ 0.259 \pm 0.065 \\ 0.033 \pm 0.010 \\ 0.064 \pm 0.019 \\ 0.057 \pm 0.017 \\ 0.$ | $\begin{array}{c} 4.89 \pm 0.73 \\ 4.75 \pm 0.70 \\ 0.090 \pm 0.023 \\ 0.012 \pm 0.003 \\ 0.022 \pm 0.007 \\ 0.000 \pm 0.007 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 7.3 \pm 1.1 \\ 7.1 \pm 1.0 \\ 0.13 \pm 0.03 \\ 0.02 \pm 0.01 \\ 0.03 \pm 0.01 \end{array}$ | $140 \pm 21 \\ 84 \pm 12 \\ 1.67 \pm 0.42 \\ 0.70 \pm 0.21 \\ 1.35 \pm 0.40 \\ 1.20 \pm 0.20 \\ 1.20 \pm $ | $\begin{array}{c} 3.9 \pm 0.6 \\ 3.8 \pm 0.6 \\ 0.07 \pm 0.02 \\ 0.01 \pm 0.00 \\ 0.02 \pm 0.01 \end{array}$ | ····<br>···<br>···  | ····<br>···<br>··· |

determinadas no sólo por el ángulo de posición sino también por los objetos que comprenden, siendo especialmente evidente en la posición con PA 53° que cruzaba sobre una estrella cercana. Por otro lado, extrajimos un espectro para cada posición incluyendo toda la emisión detectada en el sistema. Integramos el flujo observado y escalamos con el número de cuentas medidas en la imagen. Los resultados para ambas posiciones fueron muy coherentes entre sí (1 cuenta =  $1.43 \times 10^{-18}$  erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup> para PA 36° y  $1.29 \times 10^{-18}$  erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup> para PA 53°), por lo que hemos usado el valor promedio (1 cuenta =  $1.36 \times 10^{-18}$  erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>) como bueno para calibrar en flujo la imagen. Los resultados se muestran en la Tabla 6.7, ya corregidos tanto por extinción como por emisión de [NII]. Ambas correcciones se calcularon independientemente para cada objeto en función del  $C(H\beta)$  y los cocientes  $N_1$  y  $N_2$  (ver §5.2.3) obtenidos mediante el espectro de cada región.

Como observamos, prácticamente toda la emisión en H $\alpha$  proviene del cuerpo principal de Mkn 1199. El flujo total del sistema es  $1.4 \times 10^{-12}$  erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>, lo que se traduce en una luminosidad de  $4.9 \times 10^{41}$  erg s<sup>-1</sup>. El ritmo de formación estelar encontrado es  $3.9 \ M_{\odot}$ yr<sup>-1</sup>, algo inferior al obtenido a partir de los datos en FIR,


FIGURA 6.16: Espectros obtenidos del centro de Mkn 1199 y del objeto compañero al NE, indicando las líneas más importantes. No están corregidos por enrojecimiento.

 $SFR_{FIR}$ = 4.7  $M_{\odot}$ yr<sup>-1</sup> (ambos calculados usando Kennicutt, 1998), pero bastante consistente dentro de los errores. Usando la relación dada por Condon (1992) entre el SFR y la luminosidad a 60  $\mu$ m, se obtiene  $SFR_{60 \,\mu m}$ =4.7  $M_{\odot}$ yr<sup>-1</sup>. Por lo tanto, consideramos que la calibración en flujo se ha realizado aceptablemente mediante el método descrito. Sin embargo, no hemos podido determinar anchuras equivalentes al ser necesario tener la calibración tanto de la imagen H $\alpha$  neta como la del continuo.

# 6.4.2 Resultados espectroscópicos

Como ya se ha indicado, hemos obtenido espectroscopía de rendija larga de resolución intermedia en Mkn 1199 cubriendo dos posiciones de rendija distinta, PA de 36° y 57°, como se indica en las Figuras 6.13 y 6.15. Hemos extraído cinco zonas independientes: el centro de Mkn 1199 (C), el objeto compañero (NE) y las regiones A, B y D. En la Figura 6.16 se muestran los espectros de los dos objetos más brillantes; los datos con los cocientes de líneas medidas en cada espectro y otros datos importantes como el tamaño del área extraída, el flujo de H $\beta$ , el valor del coeficiente de enrojecimiento  $C(H\beta)$  y las anchuras equivalentes de las líneas más importantes se indican en la Tabla 6.8.

El espectro del centro de Mkn 1199 muestra absorciones estelares tanto en las líneas de Balmer de H como en las de He, algo que ya fue notado por Izotov y Thuan (1998). Detectamos el *bump* producido por las estrellas WR alrededor de  $\lambda$ 4686. El espectro del compañero NE es algo más ruidoso, pero las líneas importantes son identificadas claramente. También se observan líneas de absorción, pero no son tan evidentes. El resto de objetos presentan únicamente las líneas de emisión más brillantes.

| Línea                | $f(\lambda)$ | С                 | NE              | А               | В               | D               |
|----------------------|--------------|-------------------|-----------------|-----------------|-----------------|-----------------|
| 3728.00 [O II]       | 0.256        | $124.6 \pm 7.8$   | $254{\pm}20$    | 204:            | 145:            | $192 \pm 45$    |
| 3835.39 H I          | 0.237        | 1.23:             |                 |                 |                 |                 |
| 3868.75 [Ne III]     | 0.230        | $1.39 \pm 0.46$   | 6.64:           |                 |                 |                 |
| 3889.05 H I          | 0.226        | $9.2 \pm 1.9$     | 9.40:           |                 |                 |                 |
| 3967.46 [Ne III]     | 0.210        |                   | 6.22:           |                 |                 |                 |
| 3970.07 H I          | 0.210        | $18.0 \pm 1.2$    |                 |                 |                 |                 |
| 4101.74 H I          | 0.182        | $27.0 \pm 1.9$    | $26.0 \pm 5.9$  |                 |                 | $30.5 \pm 7.6$  |
| 4340.47 H I          | 0.127        | $45.9 \pm 3.4$    | $46.7 \pm 6.2$  | 31:             |                 | $47 \pm 18$     |
| 4471.48 He I         | 0.095        | 2.48:             | 5.46:           |                 |                 |                 |
| 4658.10 [Fe III]     | 0.050        | $3.44 \pm 0.68$   |                 |                 |                 |                 |
| 4686.00 He II        | 0.043        | $1.76 \pm 0.56$   |                 |                 |                 |                 |
| 4861.33 H I          | 0.000        | $100.0 \pm 6.0$   | $100 \pm 11$    | 100:            | 100:            | $100 \pm 27$    |
| 4958.91 [O III]      | -0.024       | $10.7 \pm 1.4$    | $60.0 \pm 8.4$  | 23:             |                 | 23.5:           |
| 5006.84 [O III]      | -0.036       | $30.6 \pm 2.4$    | $167 \pm 15$    | 62:             | 85:             | $60 \pm 20$     |
| 5055.98 Si II        | -0.048       | 0.81:             | 2.37:           |                 |                 |                 |
| 5197.90 [N I]        | -0.082       | $2.49 \pm 0.60$   |                 |                 |                 |                 |
| 5754.64 [N II]       | -0.194       | 0.61:             |                 |                 |                 |                 |
| 5875.64 He I         | -0.215       | $9.46 {\pm} 0.93$ | $12.7 \pm 3.1$  |                 |                 | 11.6:           |
| 6300.30 [O I]        | -0.282       | $3.57 {\pm} 0.80$ | $6.6 \pm 2.4$   |                 |                 | 16.8:           |
| 6312.10 [S III]      | -0.283       | 0.14:             | 1.19:           |                 |                 |                 |
| 6363.78 [O I]        | -0.291       | 0.85:             |                 |                 |                 |                 |
| 6548.03 [N II]       | -0.318       | $48.2 \pm 3.1$    | $13.9 \pm 3.5$  | 51:             | 51:             | $57 \pm 14$     |
| 6562.82 H I          | -0.320       | $293 \pm 17$      | $290 \pm 25$    | 294:            | 296:            | $298 \pm 65$    |
| 6583.41 [N II]       | -0.323       | $149.8 \pm 8.9$   | $41.2 \pm 5.6$  | 142:            | 141:            | $172 \pm 35$    |
| 6678.15 He I         | -0.336       | $1.90 \pm 0.49$   | 3.88:           |                 |                 |                 |
| 6716.47 [S II]       | -0.342       | $35.8 \pm 2.3$    | $35.4 \pm 5.2$  | 66:             | 74:             | $74 \pm 19$     |
| 6730.85 [S II]       | -0.344       | $32.1 \pm 6.4$    | $25.5 \pm 4.4$  | 40:             | 44:             | $49 \pm 14$     |
| 7065.28 He I         | -0.387       | $1.30 \pm 0.42$   |                 |                 |                 |                 |
| 7135.78 [Ar III]     | -0.396       | $1.91 \pm 0.56$   | 6.29:           |                 |                 |                 |
| 7318.39 [O II]       | -0.418       | $0.87 \pm 0.32$   |                 |                 |                 |                 |
| 7329.66 [O II]       | -0.420       | 0.39:             |                 |                 |                 |                 |
|                      |              | 101               | 01              | 01              | 01              | F 01            |
| Tamano (arcsec)      |              | 10×1              | 6×1             | 8×1             | 8×1             | 5.6×1           |
| Distancia (arcsec)   |              | 740 - 01          | 26              | 18              | 14              | 8.4             |
| $F(H\beta)^{-}$      |              | $(4.2 \pm 3.1)$   | $3.17 \pm 0.21$ | $0.33 \pm 0.08$ | $0.42 \pm 0.10$ | $0.98 \pm 0.14$ |
| $C(H\beta)$          |              | $0.30 \pm 0.03$   | $0.16 \pm 0.03$ | $0.17 \pm 0.04$ | $0.44 \pm 0.06$ | $0.27 \pm 0.04$ |
| $W_{abs}$ (A)        |              | $1.8 \pm 0.4$     | $0.6 \pm 0.3$   | $1.7 \pm 0.3$   | 2               | $2.5 \pm 0.3$   |
| $-W(H\alpha)$ (Å)    |              | $129.1 \pm 7.9$   | $110 \pm 10$    | $21 \pm 7$      | $22 \pm 8$      | $34.7 \pm 7.6$  |
| $-W(H\beta)$ (Å)     |              | $21.4 \pm 1.3$    | $20.2 \pm 2.3$  | $5.0 \pm 2.6$   | $5.2 \pm 2.4$   | $8.3 \pm 2.3$   |
| $-W(H\gamma)$ (Å)    |              | $6.7 \pm 0.5$     | $8.4 \pm 1.1$   | $1.5 \pm 1.7$   |                 | $2.1 \pm 0.8$   |
| -W([O III]) 5007 (Å) |              | $6.8 \pm 0.5$     | $35.5 \pm 3.4$  | $2.8 \pm 1.6$   | $4.2 \pm 1.8$   | $5.1 \pm 1.7$   |
| ([])()               |              | 0.0 - 0.0         | 2010 - 211      | <u>_</u> 110    |                 | <u>-</u>        |

TABLA 6.8: Cocientes de líneas de emisión con respecto a  $I(H\beta)=100$  y corregidas por enrojecimiento de los objetos analizados en Mkn 1199.

 $^a$  En unidades de  $10^{-15}~{\rm erg~s^{-1}~cm^{-2}},$ no corregido por extinción.

#### Condiciones físicas del gas ionizado

No se detectó la línea  $[O III] \lambda 4363$  en ningún objeto, por lo que todo el cálculo de abundancias se efectuó considerando la abundancia de oxígeno dada por la calibración de Pilyugin (2001a,b) y buscando la pareja de temperaturas de alta y baja excitación que la reprodujese. En todos los casos se calculó la temperatura de baja excitación,  $T_e[O II]$ , usando la relación de Garnett (1992). Los resultados se muestran en la Tabla 6.9. Las temperaturas electrónicas obtenidas en C son bajas, 5400 y 6800 K para alta y baja excitación, lo que indica que se trata de un objeto con alta metalicidad. Se detecta con mucho error la línea [N II]  $\lambda$ 5755, con la que obtenemos  $T_e[N II] \sim$ 6740 K, similar a la encontrada empíricamente para baja excitación. Por último, también medimos en este espectro las líneas de [O II]  $\lambda$ 7319,7330, con las



FIGURA 6.17: Comparación de los datos observacionales de Mkn 1199 con los diagramas de diagnóstico proporcionados por Dopita et al. (2000) y Kewley et al. (2001).

que obtenemos  $T_e(O II) \sim 6910$  K. Por lo tanto, confiamos en que son correctos los valores determinados para la temperatura electrónica de C. La densidad electrónica se calculó usando el doblete de  $[S II] \lambda\lambda 6717,6730$ . Para todos los casos, excepto para C, se encontró que los objetos estaban en el límite de baja densidad, por lo que  $N_e \sim 100$  cm<sup>-3</sup>. Los valores del coeficiente de enrojecimiento,  $C(H\beta)$ , son relativamente altos en C y en B, sugiriendo cantidades considerables de polvo en torno a estas regiones. Comparando los cocientes de  $[O III]\lambda5007/H\beta$ ,  $[N II]\lambda6584/H\alpha$  y  $[S II]\lambda\lambda6716,6730/H\alpha$  con los diagramas de diagnóstico de Dopita et al. (2000) y Kewley et al. (2001) (ver Figura 6.17 y §3.8) se encuentra que todos los objetos pueden clasificarse como *starbursts*.

# Abundancias químicas

Las abundancias químicas calculadas para cada zona se indican en la Tabla 6.9. La abundancia de oxígeno derivada para C es muy alta (de hecho, es el objeto más metálico analizado en esta tesis),  $12+\log(O/H)=8.75$ . Por el contrario, la abundancia de NE es casi 0.3 dex más baja,  $12+\log(O/H)=8.46$ , reforzando la hipótesis de que ambos cuerpos son objetos independientes que han sufrido una evolución química distinta. La diferencia encontrada en el cociente de N/O entre los dos objetos apoya claramente esta hipótesis.

Aunque los cocientes de líneas observados por Izotov y Thuan (1998) para Mkn 1199 C son muy similares a los mostrados en la Tabla 6.8, la abundancia de oxígeno que estos autores proporcionan es de  $12 + \log(O/H) = 8.19 \pm 0.18$ , muy baja comparada con los hallados aquí. No obstante, Guseva et al. (2000) efectuó un reanálisis de los datos para obtener  $12 + \log(O/H) = 9.13$  usando la calibración empírica de Van

| Object   | Center   | NE  | А   | В   | D   |
|--|--|---|---|---|---|
| $ \begin{array}{c} T_e(\text{O III}) \ (\text{K})^a \\ T_e(\text{O II}) \ (\text{K})^a \\ N_e \ (\text{cm}^{-3}) \end{array} $                                       | $5400 \pm 700 \\ 6800 \pm 600 \\ 300 \pm 100$  | $8450 \pm 800 \\ 8900 \pm 600 \\ 100$   | $6950 \pm 800 \\ 7850 \pm 600 \\ 100$   | $6300 \pm 800 \\ 7400 \pm 600 \\ 100$   | $\begin{array}{c} 6750 \pm 800 \\ 7700 \pm 600 \\ 100 \end{array}$                                |
| $12 + \log(O^+/H^+)$<br>$12 + \log(O^{++}/H^+)$<br>$12 + \log(O/H)$  | $\begin{array}{l} 8.59 \pm 0.22 \\ 8.24 \pm 0.24 \\ 8.75 \pm 0.22 \end{array}$                           | $\begin{array}{l} 8.25  \pm  0.15 \\ 8.05  \pm  0.14 \\ 8.46  \pm  0.15 \end{array}$              | $\begin{array}{l} 8.43 \pm 0.27 \\ 7.99 \pm 0.31 \\ 8.57 \pm 0.28 \end{array}$                    | $\begin{array}{l} 8.43 \pm 0.30 \\ 8.32 \pm 0.37 \\ 8.68 \pm 0.33 \end{array}$                    | $\begin{array}{l} 8.44 \pm 0.23 \\ 8.05 \pm 0.25 \\ 8.59 \pm 0.24 \end{array}$                    |
| $\begin{array}{c} \log({\rm O}^{++}/{\rm O}^{+}) \\ 12 {+} \log({\rm N}^{+}/{\rm H}^{+}) \\ 12 {+} \log({\rm N}/{\rm H}) \\ \log({\rm N}/{\rm O}) \end{array}$       | $\begin{array}{c} -0.36 \pm 0.29 \\ 7.98 \pm 0.11 \\ 8.14 \pm 0.15 \\ -0.62 \pm 0.25 \end{array}$        | $\begin{array}{r} -0.19 \pm 0.19 \\ 7.05 \pm 0.11 \\ 7.26 \pm 0.13 \\ -1.20 \pm 0.18 \end{array}$ | $\begin{array}{c} -0.44 \pm 0.38 \\ 7.76 \pm 0.18 \\ 7.90 \pm 0.21 \\ -0.67 \pm 0.33 \end{array}$ | $\begin{array}{c} -0.10 \pm 0.42 \\ 7.85 \pm 0.18 \\ 8.10 \pm 0.28 \\ -0.58 \pm 0.39 \end{array}$ | $\begin{array}{c} -0.37 \pm 0.32 \\ 7.86 \pm 0.13 \\ 8.00 \pm 0.17 \\ -0.59 \pm 0.27 \end{array}$ |
| $\begin{array}{c} 12 + \log({\rm S}^+/{\rm H}^+) \\ 12 + \log({\rm S}^{++}/{\rm H}^+) \\ 12 + \log({\rm S}/{\rm H}) \\ \log({\rm S}/{\rm O}) \end{array}$            | $\begin{array}{c} 6.70  \pm  0.11 \\ 7.05  \pm  0.61 \\ 7.22  \pm  0.51 \\ -1.54  \pm  0.59 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 6.28 \pm 0.09 \\ 6.80 \pm 0.43 \\ 6.92 \pm 0.38 \\ -1.54 \pm 0.44 \end{array}$  | 6.67 ± 0.20<br><br>   | 6.80 ± 0.18<br><br>   | 6.76 ± 0.14<br><br>   |
| $12 + \log(\mathrm{Ne}^{++}/\mathrm{H}^{+})$<br>$12 + \log(\mathrm{Ne}/\mathrm{H})$<br>$\log(\mathrm{Ne}/\mathrm{O})$  | $\begin{array}{c} 7.65  \pm  0.44 \\ 8.17  \pm  0.44 \\ -0.58  \pm  0.54 \end{array}$                    | $\begin{array}{c} 7.40  \pm  0.31 \\ 7.81  \pm  0.31 \\ -0.65  \pm  0.39 \end{array}$             | ···<br>···  |   | ···<br>···  |
| $\begin{array}{l} 12 + \log({\rm Ar}^{+3}/{\rm H}^{+}) \\ 12 + \log({\rm Fe}^{++}/{\rm H}^{+}) \\ 12 + \log({\rm Fe}/{\rm H}) \\ \log({\rm Fe}/{\rm O}) \end{array}$ | $\begin{array}{c} 6.07 \pm 0.29 \\ 6.85 \pm 0.17 \\ 6.99 \pm 0.17 \\ -1.76 \pm 0.28 \end{array}$         | 5.95 ± 0.30<br><br>   | ···<br>···<br>···   | ···<br>···<br>···   | ···<br>···<br>···   |
| $12{+}\log({\rm He^+/H^+})$  | $10.79\pm0.07$   | $10.96 \pm 0.11^{**}$   |   |   | 10.9:   |
| $[O/H]^b$  | +0.09  | -0.20   | -0.09   | +0.02   | -0.07   |

TABLA 6.9: Condiciones físicas y abundancias químicas de los objetos analizados en <u>Mkn 1199.</u>

<sup>a</sup>Estimados a partir de relaciones empíricas.

 $^{b}[{\rm O/H}]{=}({\rm O/H}){-}({\rm O/H})_{\odot},$  us ando  $({\rm O/H})_{\odot}$  = 8.66  $\pm$  0.05 (Asplund et al. 2004).

Zee et al. (1998) entre el cociente  $[N II]\lambda 6583/H\alpha$  y la abundancia de oxígeno. Con la misma calibración y usando nuestros datos, obtendríamos una abundancia de 9.06. No obstante, como vimos en §3.14.2 y analizaremos en el Capítulo 11, estas calibraciones parecen sobreestimar la abundancia real en al menos 0.2 dex. Así, creemos que el valor de 12+log(O/H)=8.75 es más adecuado para este objeto.

Las regiones A, B y D muestran abundancias menores que C (entre 8.6 y 8.7) aunque no tan bajas como las encontradas en NE. Así, creemos que se tratan de regiones H II gigantes localizadas en los brazos espirales del cuerpo principal de Mkn 1199 y lo que observamos es un gradiente en metalicidad propio de un disco espiral. No obstante, el desencadenante de la intensa formación estelar encontrada en esta zona sea posiblemente la fuerte interacción que están sufriendo ambos objetos. Además, el objeto NE tiene un cociente N/O muy bajo en comparación con el resto de objetos. Este hecho refuerza la hipótesis de que se trate de un cuerpo externo.

# Cinemática de Mkn 1199

Usando los espectros bidimensionales obtenidos para cada posición de rendija observada sobre Mkn 1199 hemos construido sendos diagramas posición velocidad, que se muestran en la Figura 6.18. Para ello, se extrajeron zonas de 3 píxeles



FIGURA 6.18: Diagramas posición-velocidad para las posiciones de rendija observadas en Mkn 1199. En ambos diagramas las ordenadas crecen hacia el NE.

(1.2 arcsec) a través del perfil de la emisión en H $\alpha$ , tomándose como referencia el centro de la galaxia. El diagrama con PA 36°, que pasa por el centro de los dos sistemas principales, podría corresponder a la rotación de la galaxia principal, al encontrarse un gradiente de velocidad entre los 30 km s<sup>-1</sup> al SO (objeto D) y los -30 km s<sup>-1</sup> en la zona NE (justo por encima de B). No obstante, se encuentra un claro reverso de la velocidad en los 10" centrales, justo en la zona más brillante de la galaxia. Estas variaciones podrían ser explicadas por la existencia de alguna entidad cinemáticamente independiente al disco (como una barra o el bulbo de la galaxia) que parece estar contrarrotando, aunque también podrían ser indicios de interacción. Por otro lado, aún con sólo cuatro puntos, la galaxia companñera al NE parecería tener rotación. Este objeto, de forma elíptica en las imágenes, podría encontrarse casi de perfil, explicando tanto su cinemática como su morfología. Por otro lado, el diagrama con PA 53° es más difícil de interpretar. De nuevo parece observarse un gradiente en la velocidad desde el SW al NE (donde se encuentra la región A), roto por diferencias significativas en los 10" centrales. La diferencia de velocidad es, en este caso, similar al anterior,  $\Delta v \sim 60$  km s<sup>-1</sup>, aunque si consideramos real el punto con mayor velocidad relativa podría ascender a 80 km s $^{-1}$ .

Dado que observamos Mkn 1199 casi de frente, no podemos determinar bien la masa kepleriana del objeto. No obstante, si consideramos que las diferencias de velocidad entre el núcleo y las zonas externas de Mkn 1199 son de unos 30 km s<sup>-1</sup> en un radio de 10"=2620 pc y que el ángulo de inclinación es de unos 15°, la masa kepleriana encontrada es de  $M_{kep} \sim 8.2 \times 10^9 M_{\odot}$ , valor que puede subir hasta las 1–  $2 \times 10^{10} M_{\odot}$  con *i* algo menor y aumentando el radio efectivo. Análogamente para el objeto compañero, suponiendo que lo observamos de perfil (*i*=90°) con diferencia de velocidad de 10 km s<sup>-1</sup> y radio de 2.5"=1258 pc, encontramos  $M_{kep} \sim 2.9 \times 10^7 M_{\odot}$ .

Paturel et al. (2003) proporcionan el flujo y la anchura en velocidad de la línea de HI de 21 cm de Mkn 1199 (ver Tabla 5.11). Con sus datos, derivamos  $M_{\rm H\,I}$ =2.14×10<sup>9</sup>  $M_{\odot}$  y  $\Delta V_{\rm H\,I}$ =88.3 km s<sup>-1</sup>. La masa dinámica del sistema, usando la relación dada por Gordon y Gottesman (1981) y considerando un semieje mayor de 25" (=6.55 kpc), es de  $M_{dyn}$  =1.9×10<sup>10</sup>  $M_{\odot}$ , volviendo a suponer  $i=15^{\circ}$ . Si estos números son correctos, el 11% de la masa del sistema se encontraría en forma de gas neutro. La escala de tiempo de depleción del gas atómico es de sólo 0.6 Ga. Usando los flujos a  $60\mu$ m y  $100\mu$ m (Ecuación 10.19) encontramos que la masa del polvo templado es de  $M_{dust}$ =2.52×10<sup>6</sup>  $M_{\odot}$ . Los cocientes  $M_{\rm H\,I}/L_{\odot}$ =0.057 y  $M_{dust}/L_{\odot}{=}6.8{ imes}10^{-5}$  no son compatibles según la clasificación dada por Bettoni et al. (2003): mientras que el primero correspondería a valores típicos de galaxias S0, el segundo nos llevaría a clasificar Mkn 1199 como Sc o Sd, más acorde con su clasificación morfológica como Sb. Esto podría sugerir que parte del HI atómico perteneciente a la galaxia podría haber sido expedido hacia el medio intergaláctico, quizás consecuencia de la fuerte interacción con la galaxia compañera. Un mapa de HI conseguido con interferómetro radio (preferiblemente VLA) confirmaría esta hipótesis y proporcionaría pistas sobre la evolución del sistema al poder estudiar en 3 dimensiones su dinámica.

# 6.4.3 Edades de las poblaciones estelares

En la Figura 6.19 comparamos los colores de cada objeto, corregidos tanto por extinción como por emisión nebular, con los modelos teóricos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997) para brotes instantáneos con IMF de Salpeter y  $Z/Z_{\odot}=1$ . Excepto el objeto enano compañero al NE, que muestra colores muy rojos, todos los objetos poseen colores azules compatibles con un brote de entre 8 y 20 Ma, siendo el centro de Mkn 1199 el que tiene una edad menor. Precisamente es en esta zona donde detectamos el rasgo WR, confirmando la juventud del brote (edades en torno a 5 Ma). No obstante, los colores parecen estar algo enrojecidos como consecuencia de las poblaciones de estrellas viejas existente en la galaxia. El compañero al NE muestra una edad superior a 1 Ga, pero eso es únicamente si integramos el flujo de todo el objeto; si sólo nos centramos en su zona central (en donde se detecta fuerte emisión en H $\alpha$ ) su edad sería compatible con el resto de los objetos. Este hecho sugiere que NE es un objeto que posiblemente ha sufrido recientemente formación estelar después de un largo período de inactividad, restringiéndose a su parte central.



FIGURA 6.19: Diagramas color-color mostrando la comparación de los modelos teóricos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999; línea continua azul) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997; línea discontinua roja) con los colores observados en los objetos de Mkn 1199. Los símbolos representan a todo el sistema (cuadrado abierto), el cuerpo principal de Mkn 1199 (rombo), el centro Mkn 1199 (triángulo), el compañero al NE (cuadrado relleno) y la región r (estrella). También se incluyen algunas edades (en Ma) para los modelos de STARBURST 99.

# 6.4.4 Conclusiones

Mkn 1199 es un sistema de dos galaxias aparentemente independientes en interacción. Esta afirmación es avalada por las diferencias morfológicas, fotométricas, químicas y cinemáticas que se encuentran entre las dos galaxias. Posiblemente se encuentran en el inicio de un proceso de fusión para producir un *minor merger*, pudiendo haber sido expulsado del sistema una cantidad apreciable de gas atómico por fuerzas de marea. Identificamos rasgos de estrellas WR en las zonas centrales de la galaxia principal, indicando la juventud de la formación estelar en esta zona. Las regiones H II gigantes detectadas en el brazo que se extiende entre las dos galaxias involucradas muestran alta emisión en H $\alpha$ , la única zona del disco de Mkn 1199 donde encontramos objetos de este tipo, sugiriendo que el proceso de interacción ha sido el responsable del disparo de la formación estelar en estas regiones.



FIGURA 6.20: Imagen en color de Mkn 5 combinando datos en filtros U (azul), B (verde) y V (rojo) obtenidas con el telescopio 2.56m NOT. El seeing era excelente, de 0.7", lo que permite apreciar muchos detalles de la galaxia, además de detectar numerosos objetos de fondo. Las zonas azules, muy brillantes en U, señalan las regiones de formación estelar intensa, destacando la zona sur (donde se encuentra la mayoría de la emisión) y una débil al norte. Una envoltura elíptica de estrellas rojas se extiende considerablemente desde las regiones centrales.

# 6.5 Mkn 5

Desde que Markarian (1967) incluyera a este objeto en sus primeras listas de galaxias con continuo ultravioleta, Mkn 5 (UGCA 130, PGC 19459, KUG 0635+756) ha sido estudiado en múltiples ocasiones por sus peculiares características: es un objeto enano ( $M_B \sim -15.6$ ) cercano ( $v_{rad} \sim 792$  km s<sup>-1</sup>), de baja metalicidad [12+log(O/H)~8.1], con intensa emisión en H $\alpha$  y una envoltura extensa, regular y elíptica de estrellas viejas, como muestra la Figura 6.20. De hecho, Mkn 5 es clasificada comúnmente como galaxia compacta enana azul (BCDG) del tipo cometario. Sus propiedades fotométricas han sido analizadas por Mazzarella y Balzano (1986), Cairós et al. (2001a,b), Gil de Paz et al. (2003), Noeske et al. (2005) y Caon et al. (2005), mientras que resultados espectroscópicos se encuentran lzotov y Thuan (1998) (quienes incluyeron Mkn 5 en su estudio de helio primordial), lzotov y Thuan (1999), Guseva et al. (2000), Pérez-Montero y Díaz (2003), Lee et al. (2004) y Shi et al. (2005). Thuan y Martin (1991) y Huchtmeier y Richter (1986) la observaron en H1. Recientemente, Leroy et al. (2005) la observaron en CO para analizar su gas molecular, pero no fue detectada.

TABLA 6.10: Resultados de la fotometría de Mkn 5. E(B-V) se determinó a partir del  $C(\mathrm{H}\beta)$  estimado mediante espectroscopía, usando el valor promedio entre las dos posiciones del usadas en el telescopio 2.5m INT para A y el promedio de A y B para el resto de la galaxia. MB identifica al cuerpo principal de Mkn 5.

| Objeto  | E(B-V)            | $m_B$              | $M_B$               | U - B              | B - V             | V - R              | V - J    | J - H             | $H - K_s$         |
|---------|-------------------|--------------------|---------------------|--------------------|-------------------|--------------------|----------|-------------------|-------------------|
| Mkn 5   | $0.20{\pm}0.02$   | $14.83 {\pm} 0.03$ | $-15.57 {\pm} 0.03$ | $-0.41 {\pm} 0.06$ | $0.44 {\pm} 0.06$ | $0.30{\pm}0.06$    | $0.81^d$ | $0.52{\pm}0.03^d$ | $0.38{\pm}0.04^d$ |
| MB      | $0.20 \pm 0.02$   | $15.46 \pm 0.04$   | $-14.94 \pm 0.04$   | $-0.57 \pm 0.08$   | $0.39 {\pm} 0.08$ | $0.21 \pm 0.08$    |          |                   |                   |
| $A^b$   | $0.18 {\pm} 0.02$ | $16.54 {\pm} 0.04$ | $-13.86 {\pm} 0.04$ | $-0.84{\pm}0.08$   | $0.39{\pm}0.08$   | $-0.06 {\pm} 0.08$ |          |                   |                   |
| $B^{c}$ | $0.21 \pm 0.02$   | $19.13 \pm 0.04$   | $-11.27 \pm 0.04$   | $-0.48 {\pm} 0.08$ | $0.29 {\pm} 0.08$ | $0.09 {\pm} 0.08$  |          |                   |                   |
| с       | $0.20 {\pm} 0.02$ | $20.14 {\pm} 0.04$ | $-10.26 {\pm} 0.04$ | $-0.17 {\pm} 0.08$ | $0.43{\pm}0.08$   | $0.27 {\pm} 0.08$  |          |                   |                   |
| bg      | $0.09^{a}$        | $21.73 {\pm} 0.08$ |                     |                    | $0.90 {\pm} 0.16$ | $0.28 {\pm} 0.14$  |          |                   |                   |

 $^a$ Valor de la extinción Galáctica,  $E(B-V)_G$  = 0.09 (Schlegel et al. 1998).

<sup>6</sup> Valor de la extincion Galactica,  $E(B - V)_G = 0.09$  (Schlegel et al. 1998). <sup>6</sup> Los colores de este objeto deben corregirse por emisión del gas.  $\Delta(U - B) = 0.03$ ,  $\Delta(B - V) = -0.29$  y  $\Delta(V - R) = 0.18$ , con lo que los colores verdaderos son  $(U - B)_e = -0.81$ ,  $(B - V)_e = 0.10$  y  $(V - R)_e = 0.12$ . <sup>6</sup> Este objeto debería corregirse también por emisión del gas, el color B - V sería algo menor y V - R algo mayor, pero al no disponer de datos espectroscópicos de la zona no se ha efectuado tal corrección. <sup>d</sup> Usando los datos proporcionados por Noeske et al. (2005), quien usó el filtro K' en lugar de K<sub>s</sub>. Para la componente subyacente de baja luminosidad, obtiene J - H = 0.58 y H - K' = 0.28.

Conti (1991) la incluyó en su catálogo de galaxias WR porque French (1980) detecta la línea de emisión nebular (estrecha) de He II  $\lambda$ 4686 en este objeto. Por el contrario, Izotov y Thuan (1998) observan únicamente la línea ancha de He II  $\lambda$ 4686, sin rastro de la emisión nebular (Schaerer et al. 1999). Guseva et al. (2000) también informa de la detección de N III  $\lambda$ 4640, implicando la presencia de estrellas WNL. Nuestros resultados espectroscópicos confirma la presencia del WR bump azul, pero la línea nebular de HeII  $\lambda$ 4686 no es detectada.

#### 6.5.1**Resultados fotométricos**

Mkn 5 se encuentra a una distancia de 12.0 Mpc, corrigiendo la velocidad radial por GSR (en caso contrario, se derivaría una distancia de 10.2 Mpc, ver Tabla 5.9). A dicha distancia, 1 segundo de arco equivalen a 58 pc. En la Figura 6.21 se muestra una imagen profunda en el filtro V; como vemos, el campo está plagado de objetos de fondo. La componente elíptica de bajo brillo superficial se extiende hasta los  $\sim$ 30" en su semieje mayor. La parte principal de la galaxia se encuentra al sur, constituyendo lo que se conoce como la cabeza de cometa de Mkn 5, que siguiendo la notación de otros autores designaremos como A. Se trata de una región de formación estelar compacta y azul, precisamente en la zona en la que el rasgo WR es detectado. Justo en el otro extremo de la galaxia, a unos 15" (=870 pc) al norte, se encuentra B, otra región de formación estelar, pero mucho más débil. Entre ambas regiones se extiende un cuerpo principal alargado, inclinado ligeramente hacia el oeste cerca de B, pero hacia al este en torno a A (se aprecia bien usando los contornos en B; ver Figura 6.22), y en donde se hallan otras pequeñas regiones, destacando c, un objeto más rojizo casi en el centro de Mkn 5.



FIGURA 6.21: Imagen profunda de Mkn 5 en el filtro V (2.56m NoT). A la izquierda se muestra el campo alrededor de la galaxia, saturando la imagen para detectar los objetos más débiles, muy numerosos. Se aprecia la componente de bajo brillo superficial extensa y con forma elíptica. La imagen de la derecha muestra a Mkn 5 sin saturar, identificando las zonas principales de la galaxia: A (con alta formación estelar), B (región de formación estelar al norte) y c (zona roja central). Además se señalan una estrella al norte (s) y una galaxia de fondo (bg). También se incluyen las tres posiciones de rendija observadas para espectroscopía.

#### Fotometría en filtros anchos

En la Tabla 6.10 se muestran los resultados fotométricos obtenidos para Mkn 5. Hemos analizado varias aperturas, una incluyendo todo el flujo detectado (identificada simplemente como Mkn 5 en la tabla), otra que sólo consideraba el cuerpo principal de la galaxia (MB, sin incluir la envoltura de bajo brillo superficial), y las regiones A, B y c. Los resultados fotométricos concuerdan con los obtenidos por Cairós et al. (2001a). A y B muestran colores muy azules, sobre todo la región más brillante. No obstante, en este caso es necesario corregir los colores por la emisión del gas. Siguiendo el procedimiento descrito (ver §5.2.1), encontramos que A tiene colores  $(U - B)_e = -0.81$ ,  $(B - V)_e = 0.10$  y  $(V - R)_e = 0.12$ , acordes con un brote muy joven (menor de 5 Myr). El objeto c resulta ser algo más evolucionado. Por otro lado, la componente extensa de baja luminosidad presenta colores mucho más rojos. El reciente análisis de Caon et al. (2005) muestra colores  $(B - V)_{UC} = 0.48$ y  $(V - R)_{UC} = 0.32$ , indicando edades mayores de 1 Gyr. Dada esta diferencia de colores, es interesante construir un mapa de color U-B como el que se muestra a la izquierda de la Figura 6.22. En él se aprecia claramente, en azul, la zonas con menor U-B (más jóvenes), en contraposición con regiones más rojas en el cuerpo principal (y, suponemos, en la componente de bajo brillo superficial, que apenas es detectada



FIGURA 6.22: Centro y derecha: Mapas de contornos de Mkn 5 en imágenes B y H $\alpha$  (sustraido de continuo). El nivel más externo corresponde con  $3\sigma$  del brillo del cielo. Izquierda: Mapa de color U - B del sistema.

TABLA 6.11: Resultados de la fotometría en H $\alpha$  de Mkn 5. El flujo mostrado está corregido tanto por contaminación por las líneas de [N II] como por extinción.

| Objeto           | Flujo $(10^{-13}$<br>erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup> )         | Luminosidad $(10^{41} \text{ erg s}^{-1})$                          | $M_{ m HII}$<br>(10 <sup>6</sup> $M_{\odot}$ )                        | $M_{\star}$<br>(10 <sup>6</sup> $M_{\odot}$ )                       | ${ m SFR}$<br>$(M_{\odot} { m yr}^{-1})$                        | $W(H\alpha)$<br>(Å)           | Edad<br>(Myr) |
|------------------|---|---|---|---|---|-------------------------------|---------------|
| Mkn5 A<br>Mkn5 B | $\begin{array}{c} 2.96  \pm  0.08 \\ 0.042  \pm  0.008 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 0.051 \pm 0.001 \\ 0.0072 \pm 0.0014 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 0.08  \pm  0.01 \\ 0.0011  \pm  0.0002 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 0.29  \pm  0.01 \\ 0.017  \pm  0.002 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 0.04 \pm 0.01 \\ 0.006 \pm 0.001 \end{array}$ | ${}^{442~\pm~66}_{80~\pm~30}$ | $5.0 \\ 8.1$  |

en la imagen en U). Es curioso notar la estructura irregular observada en A: no posee una concentración central sino que la emisión se distribuye irregularmente en su interior. Podría tratarse de varias regiones contiguas de formación estelar, o estar observando una distribución inhomogenea de polvo. Por otro lado, hemos analizado un objeto cercano (bg) para confirmar que se trata de una galaxia de fondo, como sus colores indican.

Mkn 5 no se pudo observar con el telescopio 1.5m CST para hacer su análisis fotométrico en NIR. No obstante, hemos incluido en la Tabla 6.10 los resultados publicados por Noeske et al. (2005) en los filtros J,  $H \neq K'$ . Los colores encontrados concuerdan con nuestras estimaciones en óptico siguiendo modelos de síntesis de poblaciones. No obstante, el color V - J es bastante incierto al usar distintos tamaños en NIR y óptico para determinar las magnitudes.

#### Fotometría en $\mathbf{H}\alpha$

Las dos regiones independientes de formación estelar de Mkn 5 se observan claramente en el mapa de contornos de la imagen en H $\alpha$  sustraída de continuo que se muestra en la Figura 6.22; los valores obtenidos para ambas al calibrar en flujo esta imagen se indican en la Tabla 6.11. Para A, obtenemos un valor de (2.96  $\pm$  0.08)  $\times 10^{-13} {\rm ~erg~cm^{-2}~s^{-1}}$ , en excelente acuerdo con el valor dado por Gil de Paz et al. (2003), (2.8  $\pm$  0.3)  $\times 10^{-13} {\rm ~erg~cm^{-2}~s^{-1}}$ , ya que estos autores también corrigen tanto por extinción como por contaminación por [N II] (que, en este caso, es muy pequeña). El número de estrellas O7V equivalentes para la luminosidad de H $\alpha$ encontrada es de ~3750. Usando la calibración de Kennicutt (1998), obtenemos  $SFR_{\rm H\alpha} \sim 0.04 \ M_{\odot} \ \rm yr^{-1}$ . El satélite IRAS sólo detecta esta galaxia en 60  $\mu \rm m$ , por lo que no se puede estimar  $SFR_{FIR}$ , aunque sí dar un límite superior,  $SFR_{FIR} < 0.014 \ M_{\odot} \ \rm yr^{-1}$ . Usando el flujo a 60  $\mu \rm m$  encontramos  $SFR_{60\,\mu \rm m} \sim 0.07 \ M_{\odot} \ \rm yr^{-1}$ . Mkn5 tampoco se detecta en 1.4 GHz, aunque Hopskins et al. (2002) dan un límite superior para su luminosidad. Usando la calibración de Condon et al. (2002), encontramos  $SFR_{1.4\,\rm GHz} < 0.06 \ M_{\odot} \ \rm yr^{-1}$ . Dentro de los errores, todos estos valores son coherentes entre sí y con el valor del SFR obtenido con H $\alpha$ . La masa total de gas ionizado es  $M_{\rm H\,II} \sim 8 \times 10^4 \ M_{\odot}$ . Los valores para la región B son más inciertos al ser un objeto con emisión en H $\alpha$  mucho más débil.

### 6.5.2 Resultados espectroscópicos

Hemos realizado espectroscopía de rendija larga de resolución intermedia cubriendo las dos zonas que muestran emisión nebular en Mkn 5. En la Figura 6.21 se muestran las tres posiciones de rendija usadas, dos con 2.5m INT y una adicional con 4.2m WHT, todas con PA muy parecidos: PA de 0° (INT-1),  $354^\circ = -6^\circ$  (WHT) y  $349^\circ = -11^\circ$  (INT-2). Las tres posiciones atraviesan A pero sólo dos cruzan por B. Analizaremos independientemente los tres espectros extraídos para cada posición de rendija en A, para luego realizar la comparación. Mostramos los espectros de A conseguidos con PA  $-11^\circ$  (INT-2) y PA  $-6^\circ$  (WHT) en la Figura 6.23. En B, donde sólo las líneas brillantes son detectadas, usaremos únicamente el espectro extraído con la posición de 0° obtenida con 2.5m INT porque tiene mejor relación señal-aruido. En la Tabla 6.12 se muestran los cocientes de líneas medidas en cada caso y otras características importantes de cada espectro. En todos los casos, los espectros están dominados por emisión nebular, aunque se adivina algo de absorción en las líneas de Balmer de HI, un poco más intensa en la zona B.

#### Condiciones físicas del gas ionizado

La detección de la débil línea de  $[O III] \lambda 4363$  en los tres espectros observados de A ha permitido estimar la temperatura de alta excitación de forma directa. Como se muestra en la Tabla 6.13, hemos obtenido resultados similares para  $T_e$  dentro de los errores, con un valor promedio de  $T_e[O III] \sim 12500$  K. La temperatura de baja excitación se calculó usando la relación de Garnett (1997), al no poder hallarse empíricamente, obteniéndose en promedio  $T_e[O II] \sim 11700$  K. No obstante, en el espectro INT-2 tenemos justo en el límite rojo una medida tentativa de las líneas de  $[O II] \lambda \lambda 7318,7330$ . Con ellas estimamos  $T_e[O II] \sim 11950$  K, en acuerdo con nuestra estimación usando la relación de Garnett (1997). Para B calculamos la pareja de temperaturas de alta y baja excitación que reprodujese la abundancia dada por la calibración empírica de Pilyugin (2001a,b) aunque, dado el alto error en las líneas,

|                       |              | ,, 0 - 10                  | (                          | ,,                 | <u>    (,,,,,,,,,,,,,,,,,,,,,,,,,,,,,,,,,</u> |
|-----------------------|--------------|----------------------------|----------------------------|--------------------|---|
| $\lambda_0$           | $f(\lambda)$ | A-INT-1                    | A-INT-2                    | A-WHT              | В   |
| 3666 10 H I           | 0.267        | $1.99\pm0.71$              |                            |                    |   |
| 3697.15 H I           | 0.262        | 1.16:                      |                            |                    |   |
| 3705.04 He I          | 0.260        | 1.65:                      |                            |                    |   |
| 3711 97 H I           | 0.259        | 1.001                      | $2.03\pm0.76$              |                    |   |
| 3728.00 [O II]        | 0.256        | $191 \pm 12$               | 213+12                     |                    | 252:  |
| 3750 15 H I           | 0.253        | $1.79\pm0.68$              |                            |                    |   |
| 3770.63 H I           | 0.249        | 1110 ± 0100                | $2.47 \pm 0.79$            |                    |   |
| 3797.90 H I           | 0.244        |                            | 1.54:                      |                    |   |
| 3819.61 He I          | 0.240        |                            | 0.65:                      |                    |   |
| 3835.39 H I           | 0.237        | $7.4 \pm 1.7$              | $5.6 \pm 1.3$              |                    |   |
| 3868.75 [Ne III]      | 0.230        | $23.1 \pm 3.3$             | $31.0 \pm 2.4$             |                    |   |
| 3889.05 H I           | 0.226        | $13.6 \pm 2.9$             | $17.7 \pm 2.1$             |                    |   |
| 3967.46 [Ne III]      | 0.210        | $18.7 \pm 1.9$             | $21.3 \pm 1.8$             |                    |   |
| 4026.21 He I          | 0.198        |                            | 1.55:                      |                    |   |
| 4068.60 [S II]        | 0.189        | $2.24 \pm 0.70$            | $2.29 \pm 0.76$            |                    |   |
| 4101.74 H I           | 0.182        | $26.0 \pm 2.8$             | $26.8 \pm 2.1$             |                    |   |
| 4168.97 He I          | 0.167        |                            | 1.06:                      |                    |   |
| 4340.47 H I           | 0.127        | $47.0 \pm 3.2$             | $47.0 \pm 3.1$             | $47.0 \pm 2.8$     |   |
| 4363.21 [O III]       | 0.121        | $5.14 \pm 0.91$            | $5.29 \pm 0.93$            | $4.93 \pm 0.74$    |   |
| 4387.93 He I          | 0.115        |                            | 0.56:                      | $1.32 \pm 0.40$    |   |
| 4416.27 [Fe II]       | 0.109        |                            |                            | 0.38:              |   |
| 4471.48 He I          | 0.095        | $4.43 \pm 0.85$            | $3.96 \pm 0.84$            | $4.16 \pm 0.60$    |   |
| 4658.10 [Fe III]      | 0.050        |                            | 1.10:                      | 0.72:              |   |
| 4686.00 He II         | 0.043        | $3.45 \pm 0.56$            | 1.91:                      | 0.82:              |   |
| 4711.37 [Ar IV]       | 0.037        |                            | 0.59:                      |                    |   |
| 4713.14 He I          | 0.037        |                            |                            | 0.28:              |   |
| 4740.16 [Ar IV]       | 0.030        |                            |                            | 0.31:              |   |
| 4861.33 H I           | 0.000        | $100.0 \pm 6.3$            | $100.0 \pm 5.7$            | $100.0 \pm 5.2$    | 100:  |
| 4921.93 He I          | -0.015       |                            | 1.70:                      | $0.95 \pm 0.36$    |   |
| 4958.91 [O III]       | -0.024       | $144.1 \pm 8.5$            | $144.7 \pm 7.8$            | $133.8 \pm 7.2$    | 70.43:  |
| 4985.90 [Fe III]      | -0.031       | $2.33 \pm 0.65$            | 2.02:                      | 2.20:              |   |
| 5006.84 [O III]       | -0.036       | $423\pm22$                 | $430 \pm 21$               | $374 \pm 19$       | $214 \pm 69$                                  |
| 5015.68 He I          | -0.038       |                            |                            | $2.13 \pm 0.62$    |   |
| 5197.90 [N I]         | -0.082       |                            | 0.46:                      |                    |   |
| 5875.64 He I          | -0.215       | $8.46 \pm 0.83$            | $8.41 \pm 0.88$            | $11.0 \pm 1.0$     |   |
| 6300.30 [O I]         | -0.282       | $5.12 \pm 0.68$            | $4.57 \pm 0.66$            | $4.05 \pm 0.58$    |   |
| 6312.10 [S III]       | -0.283       | $2.31 \pm 0.55$            | $1.92 \pm 0.43$            | $1.79 \pm 0.47$    |   |
| 6363.78 [O I]         | -0.291       | $1.90 \pm 0.51$            | 1.52:                      | $1.19 \pm 0.38$    |   |
| 6548.03 [N II]        | -0.318       | $4.56 \pm 0.56$            | $5.25 \pm 0.69$            | $5.49 \pm 0.63$    |   |
| 6562.82 H I           | -0.320       | $283 \pm 16$               | $284 \pm 15$               | $284 \pm 14$       | $284 \pm 85$                                  |
| 6583.41 [N II]        | -0.323       | $14.7 \pm 1.2$             | $14.0 \pm 1.1$             | $14.9 \pm 1.1$     | 10.13:  |
| 6678.15 He I          | -0.336       | $3.43 \pm 0.63$            | $3.49 \pm 0.66$            | $3.05 \pm 0.51$    |   |
| 6716.47 [S II]        | -0.342       | $21.5 \pm 1.5$             | $22.2 \pm 1.7$             | $24.3 \pm 1.5$     | 67.4:   |
| 6730.85 [S II]        | -0.344       | $15.6 \pm 1.2$             | $16.0 \pm 1.4$             | $18.1 \pm 1.2$     | 51.6:   |
| 7065.28 He I          | -0.387       | $2.13 \pm 0.50$            | $2.40 \pm 0.64$            | $2.17 \pm 0.45$    |   |
| 7135.78 [Ar III]      | -0.396       | $8.49 \pm 0.61$            | $8.56 \pm 0.97$            | $7.70 \pm 0.52$    |   |
| 7281.35 He I          | -0.414       |                            |                            | 0.41:              |   |
| 7318.39 [O II]        | -0.418       |                            | 2.87:                      | $3.62 \pm 0.54$    |   |
| 7329.66 [O II]        | -0.420       |                            | 2.57:                      | $2.74 {\pm} 0.44$  |   |
| 7751.10 [Ar III]      | -0.467       |                            |                            | $1.64 \pm 0.38$    |   |
| Tamaño (arcsec)       |              | $14.4 \times 1$            | $16 \times 1$              | $3.6 \times 1$     | 6 ×1  |
| Distancia (arcsec)    |              | 0                          | 0                          | 0                  | 16  |
| $F(H\beta)^{a}$       |              | $17.66 \pm 0.73$           | $18.13 \pm 0.69$           | $10.83 \pm 0.40$   | $0.35 \pm 0.08$                               |
| $C(H\beta)$           |              | $0.36 \pm 0.02$            | $0.17 \pm 0.02$            | $0.03 \pm 0.02$    | $0.30 \pm 0.06$                               |
| W <sub>abs</sub> (Å)  |              | $1.1 \pm 0.2$              | $0.8 \pm 0.2$              | 0                  | $1.5 \pm 0.5$                                 |
| $-W(H\alpha)$ (Å)     |              | $449 \pm 26$               | $435 \pm 23$               | $678 \pm 35$       | $43 \pm 12$                                   |
| $-W(H\beta)$ (Å)      |              | 443 ± 20<br>75 ± 5         | 90 ± 20<br>80 ± 5          | $135 \pm 7$        | 40 ± 12<br>10.                                |
| $-W(H_{\alpha})$ (Å)  |              | 10 ± 0<br>49 ± 9           | 24 ± 0                     | 100 ± 1<br>11 ± 2  | 10:   |
| -W([O III]) 5007 (Å)  |              | $43 \pm 3$<br>$320 \pm 17$ | $34 \pm 2$<br>$360 \pm 19$ | 44 L 0<br>530 + 99 | $33 \pm 11$                                   |
| ,, ([O 111]) 5007 (A) |              | $520 \pm 17$               | 500 ± 18                   | 000 ± 20           | $35 \pm 11$                                   |

TABLA 6.12:- Cocientes de líneas de emisión con respecto a  $I(H\beta)=100$  y corregidas por enrojecimiento de los objetos analizados en Mkn 5. El objeto A se observó con tres posiciones de rendija distintas: PA de 0° (INT-1),  $349^{\circ} = -11^{\circ}$  (INT-2) y  $354^{\circ} = -6^{\circ}$  (WHT).

 $^a$  En unidades de  $10^{-15}~{\rm erg~s^{-1}~cm^{-2}},$ no corregido por extinción.



FIGURA 6.23: Espectros de la zona A de Mkn 5 obtenidos con 2.5m INT (PA  $-11^{\circ}$ ) y 4.2m WHT (PA  $-6^{\circ}$ ), indicando las líneas más importantes y sin corregir por enrojecimiento.

creemos que está algo sobreestimada. Como veremos a continuación, es justo la zona B la que presenta mayor  $T_{\rm e}$  y, por tanto, menor abundancia de oxígeno.

La densidad electrónica, calculada usando el cociente de las líneas de [S II]  $\lambda\lambda$ 6716,6731, se encontró siempre en el límite de baja densidad para A, por lo que supusimos  $N_e =$  100 cm $^{-3}$  en los tres casos. En B sí se consiguió determinar  $N_e$ , aunque el error es considerable. El valor del coeficiente de enrojecimiento  $C(H\beta)$  encontrado en A es distinto dependiendo del espectro usado (de hecho, es la diferencia más significativa entre los tres espectros), siendo demasiado bajo para la posición de rendija observada con WHT (aunque en este caso sólo se usaron tres líneas de Balmer para derivarlo). Quizás, las diferencias encontradas en  $C(H\beta)$  son consecuencia de la distribución inhomogenea de polvo dentro de Mkn 5, como ya sugerimos al analizar el mapa de color U-B, puesto que los espectros, aún extraídos sobre la misma región A, pueden estar comprendiendo distintas zonas dentro de ella. Para B, supusimos que  $W_{abs}=1.5$  y usamos el valor de  $C(H\beta)$  obtenido con el cociente observado H $\alpha$ /H $\beta$ . Los diagramas de diagnóstico (ver §3.8) de Dopita et al. (2000) y Kewley et al. (2001) indican que los objetos son starbursts, aunque el cociente  $[SII]\lambda\lambda 6717,6731/H\alpha$  de B es algo elevado comparado con el resultado del cociente [N II] $\lambda$ 6583/H $\alpha$ .

#### Abundancias químicas

Los espectros conseguidos con 2.5m INT cubren entre los 3600 y los 7400 Å, por lo que se detecta el doblete de  $[O II] \lambda\lambda 3726,29$  (como línea única dada la resolución espectral) que no se observa con los espectros de 4.2m WHT, que cubren un rango entre 4200 y 7800 (con un hueco de 5050 a 5600 Å). Así, con 4.2m WHT observamos

|   | Objeto   | A-INT-1  | A-INT-2  | A-WHT  | В   |
|---|--|--|--|--|---|
|   | $\begin{array}{c} T_e(\text{O III}) \ (\text{K}) \\ T_e(\text{O II}) \ (\text{K}) \\ N_e \ (\text{cm}^{-3}) \end{array}$   | $\begin{array}{r} 12400 \pm 700 \\ 11700 \pm 500 \\ \leq 100 \end{array}$                                | $\begin{array}{r} 12450 \pm 650 \\ 11700 \pm 450 \\ \leq 100 \end{array}$                        | $\begin{array}{r} 12700 \pm 600 \\ 11900 \pm 400 \\ \leq 100 \end{array}$                                | $ \begin{array}{r} 13250 \pm 900^{a} \\ 12300 \pm 700^{a} \\ \leq 110 \end{array} $               |
|   | $12 + \log(O^+/H^+)$<br>$12 + \log(O^{++}/H^+)$<br>$12 + \log(O/H)$  | $\begin{array}{c} 7.62  \pm  0.09 \\ 7.88  \pm  0.06 \\ 8.07  \pm  0.07 \end{array}$                     | $\begin{array}{c} 7.67 \pm 0.08 \\ 7.87 \pm 0.06 \\ 8.08 \pm 0.07 \end{array}$                   | $\begin{array}{l} 7.71 \pm 0.11 \\ 7.80 \pm 0.06 \\ 8.06 \pm 0.08 \end{array}$                           | $\begin{array}{c} 7.66  \pm  0.22 \\ 7.49  \pm  0.15 \\ 7.89  \pm  0.20 \end{array}$              |
|   | $\begin{array}{c} \log({\rm O}^{++}/{\rm O}^{+}) \\ 12 + \log({\rm N}^{+}/{\rm H}^{+}) \\ 12 + \log({\rm N}/{\rm H}) \\ \log({\rm N}/{\rm O}) \end{array}$           | $\begin{array}{c} 0.25  \pm  0.10 \\ 6.27  \pm  0.06 \\ 6.72  \pm  0.09 \\ -1.35  \pm  0.11 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 0.21 \pm 0.09 \\ 6.29 \pm 0.05 \\ 6.71 \pm 0.08 \\ -1.38 \pm 0.10 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 0.09  \pm  0.11 \\ 6.30  \pm  0.05 \\ 6.65  \pm  0.08 \\ -1.41  \pm  0.11 \end{array}$ | $\begin{array}{c} -0.17 \pm 0.25 \\ 6.08 \pm 0.33 \\ 6.30 \pm 0.34 \\ -1.58 \pm 0.36 \end{array}$ |
|   | $\begin{array}{l} 12 + \log(S^{+}/H^{+}) \\ 12 + \log(S^{++}/H^{+}) \\ 12 + \log(S/H) \\ \log(S/O) \end{array}$  | $\begin{array}{c} 5.78 \pm 0.04 \\ 6.37 \pm 0.16 \\ 6.51 \pm 0.14 \\ -1.56 \pm 0.19 \end{array}$         | $\begin{array}{c} 5.79 \pm 0.04 \\ 6.28 \pm 0.15 \\ 6.44 \pm 0.13 \\ -1.64 \pm 0.18 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 5.82 \pm 0.04 \\ 6.23 \pm 0.16 \\ 6.40 \pm 0.13 \\ -1.67 \pm 0.19 \end{array}$         | $6.24 \pm 0.14$<br>   |
|   | $\begin{array}{c} 12 + \log(\mathrm{Ne^{++}/H^{+}}) \\ 12 + \log(\mathrm{Ne/H}) \\ \log(\mathrm{Ne/O}) \end{array}$  | $\begin{array}{c} 7.02  \pm  0.14 \\ 7.22  \pm  0.14 \\ -0.85  \pm  0.20 \end{array}$                    | $\begin{array}{c} 7.14 \pm 0.11 \\ 7.35 \pm 0.11 \\ -0.74 \pm 0.17 \end{array}$                  |  | ···<br>···  |
|   | $\begin{array}{l} 12 + \log({\rm Ar}^{++}/{\rm H}^{+}) \\ 12 + \log({\rm Ar}^{+3}/{\rm H}^{+}) \\ 12 + \log({\rm Ar}/{\rm H}) \\ \log({\rm Ar}/{\rm O}) \end{array}$ | 5.69 ± 0.07<br><br>  | $\begin{array}{c} 5.69 \pm 0.09 \\ 4.69 \pm 0.35 \\ 5.79 \pm 0.12 \\ -2.29 \pm 0.17 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 5.60 \pm 0.09 \\ 4.54 \pm 0.28 \\ 5.73 \pm 0.11 \\ -2.33 \pm 0.17 \end{array}$         | ···<br>···<br>···   |
|   | $\begin{array}{c} 12 + \log(\mathrm{Fe^{++}/H^{+}}) \\ 12 + \log(\mathrm{Fe/H}) \\ \log(\mathrm{Fe/O}) \end{array}$  | $\begin{array}{c} 5.73 \pm 0.14 \\ 6.11 \pm 0.17 \\ -1.96 \pm 0.20 \end{array}$                          | 5.66:<br>6.00:<br>-2.08:   | 5.68:<br>5.98:<br>-2.08:   | <br>  |
| _ | $12 + \log(\mathrm{He^+/H^+})$   | $10.96 \pm 0.06$   | $10.91 \pm 0.06$   | $10.92 \pm 0.05$   |   |
|   | $[O/H]^b$  | -0.59  | -0.58  | -0.60  | -0.77   |

TABLA 6.13: Condiciones físicas y abundancias químicas de las zonas analizadas en Mkn 5.

<sup>a</sup>Estimados a partir de relaciones empíricas.

 $^{b}[{\rm O/H}]{=}({\rm O/H}){-}({\rm O/H})_{\odot},$ usando $({\rm O/H})_{\odot}$  = 8.66  $\pm$  0.05 (Asplund et al. 2004).

las líneas de  $\rm [O\,{\scriptstyle II}]~\lambda\lambda7318,7330$ : éstas serán las líneas empleadas para calcular la abundancia de O^+/H^+ en este caso.

Como se observa en la Tabla 6.12, la correspondencia entre los cocientes de líneas detectadas en los tres espectros de A es muy buena, especialmente entre las dos zonas extraídas con 2.5m INT. La Tabla 6.13 recopila las abundancias químicas estimadas para Mkn 5. Se observa que, para las tres posiciones de rendija, los valores obtenidos para A también son muy similares y concuerdan con anteriores medidas dada en la literatura. Este hecho apoya la robustez de todo el tratamiento de análisis espectroscópico. Promediando los valores y minimizando errores al obtenerse con observaciones distintas, conseguimos para A los siguientes valores:  $12 + \log(O/H)$  $= 8.07 \pm 0.04$ ,  $\log(N/O) = -1.38 \pm 0.07$ ,  $\log(S/O) = -1.62 \pm 0.11$ ,  $\log(Ne/O) = -1.62 \pm 0.11$ ,  $\log$  $-0.80\pm0.13$  y log(Ar/O) =  $-2.31\pm0.12$ . Los valores de abundancias para este objeto proporcionadas por Izotov y Thuan (1999) son  $12 + \log(O/H) = 8.04 \pm 0.04$ ,  $\log(N/O) = -1.36\pm0.10$ ,  $\log(S/O) = -1.48\pm0.08$ ,  $\log(Ne/O) = -0.84\pm0.08$  y  $\log(Ar/O) = -2.19 \pm 0.05$ , muy similares a las conseguidas en nuestro estudio. Por otro lado, la abundancia de oxígeno encontrada en la zona B,  $12 + \log(O/H) \sim 7.9$ , es más baja que la observada en A, pero dado el considerable error en el flujo de las líneas detectadas en este objeto, no podemos conjeturar mucho con este resultado.



FIGURA 6.24: Diagramas posición-velocidad para las tres posiciones de rendija observadas en Mkn 5. El norte está arriba en los tres diagramas.

### Cinemática de Mkn 5

En la Figura 6.24 se muestran los diagramas posición-velocidad obtenidos para las tres posiciones de rendija observadas en Mkn 5. Para el espectro del 4.2m WHT se analizó el perfil de la línea de H $\alpha$ , extrayéndose zonas de 6 píxeles (1.2 arcsec), mientras que para los espectros 2.5m INT se decidió analizar el perfil de [O III]  $\lambda$ 5007 al ser más brillante que H $\alpha$ , extrayéndose zonas de 4 píxeles (1.6 arcsec). Como vemos, la correspondencia entre los tres diagramas es muy buena. El diagrama más completo es el conseguido con 4.2m WHT que muestra un gradiente desde el sur (en la zona inferior de la imagen) hacia el norte, con una diferencia de velocidad de ~50 km s<sup>-1</sup>. La velocidad relativa de B respecto a A es de ~40 km s<sup>-1</sup>. Pese a las incertidumbres, en los tres diagramas encontramos un pequeño reverso de esta tendencia en la zona central de A de unos ~20 km s<sup>-1</sup>, especialmente evidente en el diagrama 4.2m WHT donde parece apreciarse un ligero patrón sinosuidal.

Si suponemos que el gradiente de velocidad observado es consecuencia de la rotación del sistema, podríamos realizar una estimación tentativa de la masa kepleriana asumiendo  $i=90^{\circ}$ . Tomamos  $\Delta v \sim 27$  km s<sup>-1</sup> para un semieje de  $d \sim 21''$ (=1220 pc) y obtenemos  $M_{Kep} \sim 2.1 \times 10^9 M_{\odot}$ , correspondiente a un objeto enano. Podemos comparar este resultado con las medidas obtenidas del análisis de la línea de 21 cm de HI dados por Paturel et al. (2003)<sup>1</sup> (ver Tabla 5.11), con los que

<sup>&</sup>lt;sup>1</sup>Preferimos usar los datos de Paturel et al. (2003) en lugar de los proporcionados por Thuan y Martin (1981) porque los primeros pertenecen al catálogo *Hyperleda*, que incluye datos en H<sub>I</sub> homogeneizados para 16781 galaxias. Para el caso particular de Mkn 5 se basan en los datos observaciones de H<sub>I</sub> obtenidos por Huchtmeier y Richter (1986) con la antena de 100 m de Effelsberg. Los valores de  $f_{\rm HI}$  proporcionados por Thuan y Martin (1981) para Mkn 5

obtenemos  $M_{\rm H\,I} = (7.2\pm0.9)\times10^7~M_{\odot}$  y  $M_{Dyn}\sim3.6\times10^9~M_{\odot}$ . Nuestra estimación de  $M_{Kep}$  es coherente con  $M_{\rm Dyn}$ , aunque recordemos que los valores de  $M_{Kep}$  y  $M_{Dyn}$  son límites inferiores al suponer que vemos la galaxia de perfil. Los cocientes masa-luminosidad son  $M_{Kep}/L_{\odot}=7.98$ ,  $M_{Dyn}/L_{\odot}=13.7$  y  $M_{\rm H\,I}/L_{\odot}=0.27$ . La masa de polvo frío no se pudo estimar al faltar una determinación de  $f_{100\,\mu{\rm m}}$ . La masa de HI es muy baja para una galaxia irregular o enana, siendo sólo el 2% de la masa dinámica. Usando los valores promedios proporcionados por Bettoni et al. (2003), el cociente  $M_{\rm H\,I}/L_{\odot}$  está más de acuerdo con una galaxia espiral de tipo intermedio. La escala de tiempo de depleción del gas es de  $\tau_{gas} \sim 2.4$  Ga, alto para una galaxia starburst. Todos estos hechos inducen a pensar que algo ha ocurrido con el gas atómico: o bien se ha empleado para formar estrellas a un ritmo alto hasta hace pocos cientos de millones de años (ahora el ritmo habría disminuido) o ha sido expulsado de la galaxia al medio intergaláctico. Un mapa de HI conseguido con interferómetro radio sería muy útil para conseguir saber qué le ha pasado al gas atómico en este sistema.

# 6.5.3 Edades de las poblaciones estelares

Tal y como se discutió anteriormente, la zona central de Mkn 5 alberga un brote de formación estelar algo inferior a 5 Ma, mientras que el débil objeto c está algo más evolucionado. La componente extensa de baja luminosidad, por el contrario, está dominada por una población estelar vieja, con una edad superior a 1 Ga (Caon et al. 2005).

# 6.5.4 Conclusiones

Mkn 5 es una galaxia enana clasificada como BCDG con un brote de formación estelar importante localizado en uno de sus extremos. La abundancia de oxígeno de esta zona, determinada usando tres espectros distintos, es  $12+\log(O/H) = 8.07\pm0.04$ , que concuerda con anteriores medidas dadas por la literatura. En esta zona se detecta el rasgo de estrellas WR. La abundancia de oxígeno de la región B, calculada mediante métodos empíricos, es  $12+\log(O/H)\sim7.9$ . No se observan rasgos morfológicos ni cinemáticos de interacción. No obstante, la cantidad de gas atómico detectado en Mkn 5 es muy inferior a la esperada para una galaxia de su clase, lo que induce a pensar que lo haya perdido durante su evolución.

parecen ser demasiado altos y similares a los proporcionados por Bottinelli, Gougenheim y Heidmann (1973). Estos autores destacaron precisamente la riqueza de hidrógeno atómico encontrada en Mkn 5, justo lo contrario que se encuentra en el presente análisis.



FIGURA 6.25: Imagen en color de IRAS 08208+2816 combinando datos en filtros U (azul), B (verde) y V (rojo) obtenidos con el telescopio 2.56m NOT. Observar las regiones de formación estelar encontradas en ambas colas y el dominio del color azul en la galaxia.

# 6.6 IRAS 08208+2816

IRAS 08208+2816 (KUG 0820+282, LEDA 086395, 5C 07.220) es un objeto recogido en el decimoquinto listado del cartografiado efectuado con el telescopio Schmidt de 1 metro Kiso de galaxias con exceso ultravioleta (Takase y Miyauchi-Isobe 1992). No obstante, su primera referencia bibliográfica es el artículo de Pearson y Kus (1978) sobre radiofuentes de los catálogos 5C6 y 5C7, donde se observa a 408 MHz. Downes, Longair y Perryman (1981) la observan con VLA y Perryman et al. (1982) analizan con imágenes CCD la estructura del sistema, encontrándose su peculiar morfología (ver Figura 6.25) y concluyendo que su luminosidad a 408 MHz es comparable con las fuentes radio más débiles detectadas en el catálogo 3CR. Identificada con el satélite IRAS como una galaxia luminosa en infrarojo, sus datos en FIR, junto con valores de *redshift*, se publican en Fisher et al. (1995). Huang et al. (1999) la analizan espectroscópicamente, encontrando las líneas ancha y nebular de  ${
m He\,II}$  $\lambda$ 4686 además del WR bump rojo, C IV  $\lambda$ 5808, indicando la presencia de poblaciones de estrellas WNL y WCE. Por esta razón, Schaerer et al. (1999) la incluyen en su catálogo de galaxias WR. Nuevos datos en continuo radio obtenidos por Yin, Huang y Zheng (2003) indican que el espectro de IRAS 08208+2816 en estas frecuencia es principalmente no térmico, cumpliendo la relación FIR/radio.



FIGURA 6.26: Imagen profunda de IRAS 08208+2816 y sus alrededores en el filtro V (2.56m NOT). A la izquierda se muestra el campo alrededor de la galaxia, saturando la imagen para detectar los objetos más debiles, algunos de los cuales están identificados. A la derecha se muestra una imagen profunda, sin saturar, obtenida al combinar exposiciones en filtros U, B y V (2.56m NOT), incluyéndose las posiciones de rendija usadas para la toma de los datos espectroscópicos en 2.5m INT. Las regiones más importantes (analizadas espectroscópicamente) también se han señalado, al igual que una estrella brillante al final de la cola sur.

# 6.6.1 Resultados fotométricos

IRAS 08208+2816 está situada a 190 Mpc (Tabla 5.9), por lo que un segundo de arco equivale a 0.92 kpc a esa distancia. Mostramos nuestra imagen profunda en filtro V en la Figura 6.26, donde encontramos un objeto alargado, de unos 33" (=30.4 kpc) de tamaño, orientado en dirección norte-sur, junto a una estrella brillante de magnitud  $m_B \sim 13$  justo al sureste. La ampliación de la imagen sin saturar nos revela una galaxia con un centro brillante (designado como C ó #6) y dos aparentes colas de marea que surgen en direcciones opuestas: la cola sur, de 13" de tamaño (=12 kpc) y con AP de  $\sim 20^{\circ}$ , que termina justo sobre la estrella brillante, y la cola norte, con AP $\sim$ 350° y alcanzando una longitud de 18" (=16.6 kpc), que parece combarse hacia el este en su zona superior. Sobre ambas colas se encuentran varias regiones brillantes: las más importantes (analizadas espectroscópicamente) se indican en la Figura 6.26.

#### Fotometría en filtros anchos

Los resultados de la fotometría en filtros anchos se recopilan en la Tabla 6.14. Se han corregido por extinción usando los valores de  $C(H\beta)$  determinados mediante

| Objeto            | E(B-V)            | $m_B$              | $M_B$               | U - B              | B - V             | V - R             | V - J             | J - H             | $H-K_s$           |
|-------------------|-------------------|--------------------|---------------------|--------------------|-------------------|-------------------|-------------------|-------------------|-------------------|
| $Todo^b$          | $0.17 {\pm} 0.02$ | $15.10 {\pm} 0.03$ | $-21.29 \pm 0.03$   | $-0.49 {\pm} 0.06$ | $0.22 {\pm} 0.06$ | $0.35 {\pm} 0.08$ | $1.03 {\pm} 0.08$ | $0.71 {\pm} 0.08$ | $0.35 {\pm} 0.10$ |
| $#1^{c}$          | $0.30 {\pm} 0.03$ | $19.15 {\pm} 0.04$ | $-17.24{\pm}0.04$   | $-0.52 {\pm} 0.08$ | $0.19{\pm}0.06$   | $0.30{\pm}0.12$   |                   |                   |                   |
| $#2^{c}$          | $0.30 {\pm} 0.03$ | $19.22 {\pm} 0.05$ | $-17.17 {\pm} 0.05$ | $-0.55 {\pm} 0.10$ | $0.19{\pm}0.08$   | $0.19{\pm}0.10$   |                   |                   |                   |
| $#3^{c}$          | $0.33 {\pm} 0.02$ | $16.80 {\pm} 0.03$ | $-19.59 {\pm} 0.03$ | $-0.50 {\pm} 0.06$ | $0.05{\pm}0.06$   | $0.05{\pm}0.08$   | $0.80{\pm}0.12$   | $0.60{\pm}0.14$   | $0.30 {\pm} 0.16$ |
| $#5^{c}$          | $0.28 {\pm} 0.02$ | $17.83 {\pm} 0.03$ | $-18.56 {\pm} 0.03$ | $-0.65 {\pm} 0.06$ | $0.07 {\pm} 0.06$ | $0.08{\pm}0.08$   |                   |                   |                   |
| $\#6(C)^{d}$      | $0.08 {\pm} 0.02$ | $16.91 {\pm} 0.03$ | $-19.48 {\pm} 0.03$ | $-0.61 {\pm} 0.06$ | $0.02 {\pm} 0.06$ | $0.24 {\pm} 0.08$ | $0.57 {\pm} 0.10$ | $0.51{\pm}0.08$   | $0.29 {\pm} 0.10$ |
| $\#7^{\acute{e}}$ | $0.10 {\pm} 0.02$ | $20.60 {\pm} 0.03$ | $-15.79 {\pm} 0.03$ | $-0.44 {\pm} 0.06$ | $0.37 {\pm} 0.06$ | $0.39{\pm}0.08$   |                   |                   |                   |
| $#8^{e}$          | $0.12 {\pm} 0.02$ | $17.84 {\pm} 0.03$ | $-18.55 {\pm} 0.03$ | $-0.31 {\pm} 0.06$ | $0.30{\pm}0.06$   | $0.31{\pm}0.08$   | $1.05 {\pm} 0.12$ | $0.65{\pm}0.12$   | $0.40 {\pm} 0.14$ |
| $#9^{e}$          | $0.10 {\pm} 0.02$ | $18.42 {\pm} 0.05$ | $-17.97 {\pm} 0.05$ | $-0.20 {\pm} 0.10$ | $0.32{\pm}0.08$   | $0.32{\pm}0.10$   |                   |                   |                   |
| $#10^{e}$         | $0.08 {\pm} 0.02$ | $18.04 {\pm} 0.04$ | $-18.35 {\pm} 0.04$ | $-0.20 {\pm} 0.08$ | $0.29{\pm}0.06$   | $0.35{\pm}0.10$   |                   |                   |                   |
| Obi 1             | $0.03^{a}$        | $20.15 \pm 0.05$   |                     | $0.05 \pm 0.12$    | $0.48 \pm 0.10$   | $0.51 \pm 0.10$   |                   |                   |                   |
| Obi 2             | $0.03^{a}$        | $20.54 \pm 0.05$   |                     | $0.5 \pm 0.2$      | $1.10 \pm 0.10$   | $0.60 \pm 0.10$   |                   |                   |                   |
| ОЪј З             | $0.03^{a}$        | $19.50{\pm}0.05$   |                     | $0.5 \pm 0.2$      | $0.86 {\pm} 0.10$ | $0.54 {\pm} 0.10$ |                   |                   |                   |

TABLA 6.14: Resultados de la fotometría en filtros anchos de IRAS 08208+2816. E(B-V)se determinó a partir del  $C(H\beta)$  estimado mediante espectroscopía.

<sup>a</sup> Valor de la extinción Galáctica,  $E(B - V)_G = 0.032$  (Schlegel et al. 1998).

valor de la extinción Galactica,  $E(B = V)_G = 0.032$  (Schleger et al. 1996). <sup>b</sup> Colores corregidos por emisión del gas,  $\Delta(U-B)_e \sim 0.01$ ,  $\Delta(B-V)_e \sim -0.20$ ,  $\Delta(V-R)_e \sim 0.10$  y  $\Delta(V-J)_e \sim 0.20$ . <sup>c</sup> Colores corregidos por emisión del gas,  $\Delta(U-B)_e=0.04$ ,  $\Delta(B-V)_e=-0.17$ ,  $\Delta(V-R)_e=0.10$  y  $\Delta(V-J)_e=0.19$ . <sup>d</sup> Colores corregidos por emisión del gas,  $\Delta(U-B)_e=0.01$ ,  $\Delta(B-V)_e=-0.52$ ,  $\Delta(V-R)_e=0.47$  y  $\Delta(V-J)_e=0.62$ . <sup>e</sup> Colores corregidos por emisión del gas,  $\Delta(U-B)_e=0.01$ ,  $\Delta(B-V)_e=-0.15$ ,  $\Delta(V-R)_e=0.09$  y  $\Delta(V-J)_e=0.15$ .

espectroscopía. El seeing de las imágenes en filtros U, B y V era excelente, de 0.7'', lo que nos ha permitido delimitar muy bien cada una de las regiones analizadas. Todas tienen emisión en H $\alpha$ , como se muestra en la Figura 6.27 (izquierda), donde se identifica cada una de ellas. Como corresponde a objetos con emisión nebular, encontramos que los colores son azules en toda la galaxia, especialmente en su centro, habiéndose corregido en cada uno de ellos por emisión nebular usando nuestros datos espectroscópicos. No se pudo encontrar ninguna zona libre de emisión nebular, por lo que no se pudo analizar el color de la componente subyacente. No obstante, los colores de la cola norte parecen indicar cierta importancia de poblaciones de estrellas más evolucionadas bajo los brotes de formación estelar.

Los objetos cercanos analizados, designados como Obj 1, Obj 2 y Obj 3, muestran colores más rojizos, sugiriendo que son galaxias de fondo no asociadas a IRAS 08208+2816. No obstante, esta afirmación podría no ser cierta en Obj 1: nuestro mapa H $\alpha$  muestra algunos residuos en esta zona y el mapa en continuo de radio a 1.4 GHz obtenido por Downes et al. (1981) proporciona flujos superiores a 0.42 mJy en esta región, incluida dentro del último contorno de IRAS 08208+2816. Nuestros datos no nos permiten confirmar que el Obj 1 esté físicamente asociado a la galaxia.

#### Fotometría en $\mathbf{H}\alpha$

Tal y como ya se ha comentado, IRAS 08208+2816 es una galaxia con fuerte emisión nebular. En la Figura 6.27 se muestra un mapa de la emisión H $\alpha$  sustraída de continuo de esta galaxia, comparado con el mapa de contornos en los filtros  $B ext{ y } J$ . Los resultados fotométricos conseguidos al calibrar en flujo esta imagen se recopilan en la Tabla 6.15. En cada objeto se ha corregido independientemente por extinción y contaminación de [N 11] usando nuestros datos espectroscópicos. El flujo total de IRAS



FIGURA 6.27: (*Izquierda*) Mapa de emisión H $\alpha$  (sustraido de continuo) de IRAS 08208+2816 donde se indican todas las zonas analizadas. (*Derecha*) Mapas de contornos en filtros B y J. El nivel más externo corresponde con  $3\sigma$  del brillo del cielo.

TABLA 6.15: Resultados de la fotometría en H $\alpha$  de IRAS 08208+2816. El flujo mostrado está corregido tanto por contaminación por las líneas de [N II] como por extinción.

| Objeto    | Flujo $(10^{-13}$<br>erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup> ) | Luminosidad $(10^{40} \text{ erg s}^{-1})$ | $M_{\rm H  II}$<br>(10 <sup>6</sup> $M_{\odot}$ ) | $M_{\star}$<br>$(10^6 M_{\odot})$ | ${ m SFR}$<br>$(M_{\odot} { m yr}^{-1})$ | $W(H\alpha)$<br>(Å) | Edad<br>(Myr) |
|-----------|---|--|---|-----------------------------------|--|---------------------|---------------|
| IRAS08208 | $3.29 \pm 0.27$   | $142 \pm 12$                               | $21.1 \pm 1.7$                                    | $166 \pm 14$                      | $11.3 \pm 0.9$                           | $170~\pm~40$        | 5.8           |
| #1        | $0.046 \pm 0.004$   | $1.97 \pm 0.18$                            | $0.29 \pm 0.03$                                   | $1.65 \pm 0.15$                   | $0.156 \pm 0.014$                        | $250 \pm 50$        | 5.2           |
| #2        | $0.058 \pm 0.004$   | $2.52 \pm 0.18$                            | $0.34 \pm 0.03$                                   | $2.68 \pm 0.19$                   | $0.200 \pm 0.014$                        | $190 \pm 40$        | 5.6           |
| #3        | $0.219 \pm 0.011$   | $9.46 \pm 0.48$                            | $1.41 \pm 0.07$                                   | $8.5 \pm 0.4$                     | $0.75 \pm 0.04$                          | $230 \pm 40$        | 5.3           |
| #4        | $0.031 \pm 0.004$   | $1.32 \pm 0.16$                            | $0.20 \pm 0.02$                                   | $1.9 \pm 0.2$                     | $0.105 \pm 0.013$                        | $130 \pm 40$        | 6.0           |
| #5        | $0.279 \pm 0.021$   | $12.1 \pm 0.9$                             | $1.79 \pm 0.13$                                   | $8.0 \pm 0.6$                     | $0.96 \pm 0.07$                          | $330 \pm 40$        | 5.0           |
| #6(C)     | $1.29 \pm 0.07$   | $56 \pm 3$                                 | $8.3 \pm 0.5$                                     | $35.0 \pm 1.9$                    | $4.43 \pm 0.24$                          | $350 \pm 50$        | 5.0           |
| #7        | $0.032 \pm 0.005$   | $1.38 \pm 0.21$                            | $0.21 \pm 0.03$                                   | $1.5 \pm 0.2$                     | $0.110 \pm 0.016$                        | $180 \pm 50$        | 5.7           |
| #8        | $0.170 \pm 0.017$   | $7.35 \pm 0.74$                            | $1.09 \pm 0.11$                                   | $12.5 \pm 1.3$                    | $0.58 \pm 0.06$                          | $110 \pm 30$        | 6.2           |
| #9        | $0.067 \pm 0.010$   | $2.91 \pm 0.44$                            | $0.43 \pm 0.06$                                   | $5.9 \pm 0.9$                     | $0.23 \pm 0.04$                          | $90 \pm 20$         | 6.5           |
| #10       | $0.106\pm0.012$   | $4.58 \pm 0.52$                            | $0.68\pm0.08$                                     | $7.8\pm0.9$                       | $0.36 \pm 0.04$                          | $110\pm30$          | 6.2           |

08208+2816 en Hα es  $f_{\rm Hα}$ =(3.3±0.3)×10<sup>-13</sup> erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>. Transformando dicho flujo a luminosidad total, considerando la distancia que nos separa de la galaxia, encontramos que son necesarias más de un millón de estrellas O7V equivalentes para contabilizar dicha emisión. Este valor nos habla de la intensa formación estelar que está sufriendo el sistema, hipótesis que se confirma considerando el alto valor de la masa de hidrógeno ionizado,  $M_{\rm H\,II}$ =(2.1±0.2)×10<sup>7</sup>  $M_{\odot}$ , y el alto ritmo de formación estelar encontrado,  $SFR_{\rm Hα}$ =11±1  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup> (determinado usando la relación de Kennicutt, 1998). Este valor es idéntico al ritmo de formación estelar estimado usando los flujos FIR,  $SFR_{\rm FIR}$ =11±1 y  $SFR_{60\,\mu\rm{m}}$ =9.7±0.8  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup>, aunque el valor determinado usando el continuo radio es algo superior,  $SFR_{1.4\,\rm GHz}$ =16.4±0.7  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup>(para  $M \ge 5 M_{\odot}$ ). Extrapolando este número para  $M \ge 0.1 M_{\odot}$ (Condon et al. 2002), se encuentra  $SFR_{1.4\,\rm GHz}$ =78±3  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup>, por lo que la formación estelar ha sido muy intensa en los últimos centenares de Ma, tal y como sugirieron Yin et al. (2003). El flujo térmico a 1.4 GHz contribuye menos del 3% al flujo total a esas frecuencias, confirmando la hipótesis de Yin et al. (2003). Las anchuras equivalentes de Hα determinadas corresponden bien con los valores encon-



FIGURA 6.28: Espectros obtenidos con el telescopio 2.5m INT del centro de IRAS 08208+2816 (espectro C1 extraído usando rendija con AP  $345^{\circ}$  y C2 con AP  $355^{\circ}$ ) y la región #8, indicando las líneas más importantes. No están corregidos por enrojecimiento.

trados espectroscópicamente, sugiriendo edades alrededor de 5 Ma para el último brote de formación estelar. Los modelos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) con  $Z=0.4Z_{\odot}$  y  $M_{\star}=10^{6}$   $M_{\odot}$  proporcionan una luminosidad total de  $L_{B}=2.73\times10^{8}$  $L_{\odot}$  para un brote de formación estelar de 5 Ma. Comparando con la luminosidad total de IRAS 08208+2816,  $L_{B}=5.12\times10^{10}$   $L_{\odot}$ , se encuentra que la masa estelar es  $M_{\star} \sim 1.9 \times 10^{8}$   $M_{\odot}$ , en excelente acuerdo con la determinación dada por la relación de Díaz et al. (1999),  $M_{\star} \sim 1.7 \times 10^{8}$   $M_{\odot}$ .

# 6.6.2 Resultados espectroscópicos

Hemos obtenido datos espectroscópicos de rendija larga en IRAS 0828+2816 usando el espectrógrafo IDS instalado en el telescopio 2.5m INT. Se emplearon tres posiciones de rendija distintas, con ángulos de posición de 345°, 355° y 10° (ver Figura 6.26) cubriendo así todos los objetos importantes de la galaxia. En concreto, la rendija con AP 345° atravesaba la estrella brillante y el centro del sistema, la rendija con AP 355° cortaba el centro y los objetos #8, #10 y #1 (éste contaminado por la estrella brillante, por lo que no se pudo usar para el cálculo de abundancias), mientras que la rendija con AP 10° pasaba por #3, #4 (muy débil, por lo que no se extrajo espectro) y #5, tocando también el centro y #8. Finalmente, se extrajeron 5 regiones, cuyas propiedades se indican en la Tabla 6.16. El centro de la galaxia, C, corresponde a la zona más brillante de la rendija con AP 345°. Este espectro, junto con el obtenido de la región #8, se muestran en la Figura 6.28. Todos los espectros están dominados por la emisión nebular, apenas se aprecia absorción en las líneas de Balmer, aunque en los objetos más débiles se aprecia una ligera caída del continuo

| $\lambda_0$                           | $f(\lambda)$ | С                 | #3               | #5               | #8              | #10             |
|---------------------------------------|--------------|-------------------|------------------|------------------|-----------------|-----------------|
| 3728.00 [O II]                        | 0.256        | $146.8 {\pm} 9.8$ | $279 \pm 20$     | $251 \pm 24$     | $164 \pm 22$    | $324 \pm 64$    |
| 3750.15 H I                           | 0.253        | $1.74 \pm 0.51$   |                  |                  |                 |                 |
| 3770.63 H I                           | 0.249        | $1.55 \pm 0.49$   |                  |                  |                 |                 |
| 3797.90 H I                           | 0.244        | $2.86 {\pm} 0.60$ | 3.17:            |                  |                 |                 |
| 3835.39 H I                           | 0.237        | $5.53 \pm 0.79$   |                  |                  |                 |                 |
| 3868.75 [Ne III]                      | 0.230        | $32.8 \pm 2.2$    | $15.1 \pm 3.4$   | $26.3 \pm 7.0$   | 5.27:           |                 |
| 3889.05 H I                           | 0.226        | $15.1 \pm 1.7$    | $13.5 \pm 3.2$   | $12.9 \pm 5.0$   | 6.36:           |                 |
| 3967.46 [NeIII]H7                     | 0.210        | $22.1 \pm 1.9$    | $15.9 \pm 2.9$   | $17.0 \pm 5.3$   | $22.0 \pm 5.7$  | 26.23:          |
| 4026.21 He I                          | 0.198        | 0.92:             |                  |                  |                 |                 |
| 4068.60 [S II]                        | 0.189        | $1.14 \pm 0.45$   |                  |                  |                 |                 |
| 4101.74 H I                           | 0.182        | $26.1 \pm 2.1$    | $26.1 \pm 2.9$   | $24.1 \pm 5.1$   | $26.1 \pm 5.7$  | 26.23:          |
| 4340.47 H I                           | 0.127        | $46.7 \pm 2.7$    | $46.8 {\pm} 4.6$ | $43.8 {\pm} 6.8$ | $43.5 \pm 7.4$  | $46 \pm 15$     |
| 4363.21 [O III]                       | 0.121        | $3.12 {\pm} 0.48$ | $1.77 \pm 0.69$  | 2.26:            |                 |                 |
| 4471.48 He I                          | 0.095        | $4.00 \pm 0.67$   | $3.7 \pm 1.3$    |                  |                 |                 |
| 4658.10 [Fe III]                      | 0.050        | $1.68 {\pm} 0.58$ | 1.72:            |                  |                 |                 |
| 4686.00 He II                         | 0.043        | 0.69:             |                  |                  |                 |                 |
| 4861.33 H I                           | 0.000        | $100.0 \pm 5.7$   | $100.0 \pm 8.4$  | $100 \pm 11$     | $100 \pm 12$    | $100 \pm 22$    |
| 4958.91 [O III]                       | -0.024       | $152.6 \pm 8.3$   | $76.6 \pm 5.8$   | $104 \pm 10$     | $44.7 \pm 8.9$  | $54 \pm 15$     |
| 5006.84 [O III]                       | -0.036       | $470 \pm 24$      | $228 \pm 14$     | $305 \pm 24$     | $89 \pm 13$     | $151 \pm 30$    |
| 5197.90 [N I]                         | -0.082       | $1.09 \pm 0.42$   |                  | 2.46:            |                 |                 |
| 5875.64 He I                          | -0.215       | $12.8 \pm 1.2$    | $12.4 \pm 1.9$   | $14.6 \pm 2.9$   | $12.3 \pm 3.4$  | 11.28:          |
| 6300.30 [O I]                         | -0.282       | $4.74 {\pm} 0.62$ | $5.6 \pm 1.1$    | $9.8 \pm 2.3$    | $10.1 \pm 3.1$  | 9.00:           |
| 6312.10 [S III]                       | -0.283       | $1.46 {\pm} 0.42$ | 1.13:            |                  |                 |                 |
| 6363.78 [O I]                         | -0.291       | $1.70 {\pm} 0.46$ |                  | 3.21:            | 2.24:           |                 |
| 6548.03 [N II]                        | -0.318       | $14.2 \pm 1.1$    | $16.0 \pm 2.4$   | $16.2 \pm 3.9$   | $30.2 \pm 5.3$  | 14.95:          |
| 6562.82 H I                           | -0.320       | $285 \pm 15$      | $283\pm20$       | $281 \pm 25$     | $288 \pm 33$    | $286 \pm 51$    |
| 6583.41 [N II]                        | -0.323       | $36.9 \pm 2.6$    | $39.2 \pm 4.2$   | $37.8 \pm 5.3$   | $75.3 \pm 9.3$  | $42\pm11$       |
| 6678.15 He I                          | -0.336       | $3.26 \pm 0.63$   | $3.04 \pm 0.93$  |                  | 2.93:           | 3.65:           |
| 6716.47 [S II]                        | -0.342       | $22.0 \pm 1.5$    | $40.2 \pm 4.2$   | $52.9 \pm 6.8$   | $66.4 \pm 9.6$  | $50 \pm 13$     |
| 6730.85 [S II]                        | -0.344       | $16.6 \pm 1.3$    | $28.5 \pm 3.3$   | $34.5 \pm 5.2$   | $46.7 \pm 7.5$  | $36 \pm 10$     |
| 7065.28 He I                          | -0.387       | $2.42 \pm 0.57$   |                  |                  |                 |                 |
| 7135.78 [Ar III]                      | -0.396       | $6.37 {\pm} 0.78$ | $11.8 \pm 3.0$   |                  |                 |                 |
| Tamaño (arcsec)                       |              | $1.4 \times 1$    | 2.8×1            | 4.0×1            | 6.4×1           | 4.0×1           |
| Distancia $(\operatorname{arcsec})^b$ |              | -                 | 12.6             | 6.8              | 8.8             | 16              |
| $F(H\beta)^a$                         |              | $12.9 \pm 0.5$    | $5.97 \pm 0.28$  | $2.98 \pm 0.19$  | $4.05 \pm 0.34$ | $1.36 \pm 0.18$ |
| $C(H\beta)$                           |              | $0.11 \pm 0.02$   | $0.47 \pm 0.04$  | $0.41\pm0.04$    | $0.17 \pm 0.03$ | $0.12 \pm 0.02$ |
| $W_{abs}$ (Å)                         |              | $3.2\pm0.1$       | $1.6\pm0.2$      | $1.4\pm0.2$      | $4.9\pm0.1$     | $1.9\pm0.1$     |
| $-W(H\alpha)$ (Å)                     |              | $331 \pm 18$      | $202 \pm 15$     | $346 \pm 32$     | $89 \pm 10$     | $98 \pm 18$     |
| $-W(H\beta)$ (Å)                      |              | $80 \pm 5$        | $56 \pm 5$       | $62 \pm 7$       | 24 + 3          | $17 \pm 4$      |
| -W([O III])(Å)                        |              | $370 \pm 19$      | $130 \pm 8$      | 200 + 16         | $18 \pm 3$      | $19 \pm 4$      |
|                                       |              | 5.0 ± 10          | 100 7 0          | 200 ± 10         | 10 1 0          | 10 1 1          |

TABLA 6.16: Cocientes de líneas de emisión con respecto a  $I(H\beta)=100$  y corregidas por enrojecimiento de los objetos analizados en IRAS 08208+2816. Las rendijas usadas en cada caso fueron: AP 345° para C, AP 355° para #8 y #10 y AP 10° para #3 y #5.

 $^a$  Flujo observado (no corregido por extinción), en unidades de  $10^{-15}~{\rm erg~s^{-1}~cm^{-2}}.$ 

<sup>b</sup> Distancia relativa con respecto al centro de IRAS 08208+2816.

en el rango más azul, hecho que puede explicarse tanto por una mayor extinción en esos objetos y/o por la existencia de una componente subyacente importante de estrellas evolucionadas. Detectamos débilmente el rasgo WR en la zona central de la galaxia. No obstante, sólo observamos el WR *bump* azul (línea ancha de HeII  $\lambda$ 4686), no encontrando ningún rastro del WR *bump* rojo localizado a ~5800 Å.

# Condiciones físicas del gas ionizado

La línea aurolar [O III]  $\lambda$ 4363 es detectada en la zona central de la galaxia, por lo que se ha podido calcular la temperatura electrónica de alta excitación de forma

directa. La temperatura de baja excitación se calculó empleando la relación de Garnett (1992). Para las regiones en las que no se detectó esta débil línea se buscó la pareja de temperaturas de alta y baja excitación que mejor reprodujese la abundancia empírica proporcionada por la calibración de Piluygin (2001a,b). Los resultados se recopilan en la Tabla 6.17. Observamos que las temperaturas determinadas para el centro de la galaxia coinciden bien en C1 y C2, con  $T_e(OIII) \sim 10300$  K. [OIII]  $\lambda 4363$  también es observada, con un error elevado, en los objetos #3 y #5, pero en la Tabla 6.17 se indican las temperaturas obtenidas mediante el método empírico. Comprobamos que son algo inferiores a las determinadas de forma directa en la zona central, sobre todo en la región #8. La densidad electrónica, estimada empleando las líneas de [SII]  $\lambda \lambda 6716,6731$ , se encontró siempre en el límite de baja densidad. Todos los objetos pueden clasificarse como *starburst* empleando los diagramas de diagnóstico de Dopita et al. (2000) y Kewley et al. (2001).

El coeficiente de enrojecimiento  $C(H\beta)$  se calculó empleando todas las líneas de Balmer disponibles en cada espectro, obteniéndose valores muy dispares en cada objeto (ver Tabla 6.16): mientras que la zona central poseía un enrojecimiento muy bajo, los objetos localizados en la cola sur muestran un valor muy alto,  $C(H\beta)\sim0.43$ , y las regiones encontradas en la cola norte poseen un valor intermedio,  $C(H\beta)\sim0.14$ . Este hecho parece indicar una distribución inhomogenea de polvo en la galaxia. Huang et al. (1999) ya encontraron valores muy bajos de extinción en IRAS 08208+2816: estos autores atribuyeron esta observación a la probable existencia de un superviento en la galaxia.

#### Abundancias químicas

En la Tabla 6.17 se recogen todas las abundancias guímicas calculadas para los objetos analizados en IRAS 08208+2816. La abundancia de oxígeno de la región central, calculada de forma directa, es  $12 + \log(O/H) = 8.33 \pm 0.08$ , y su cociente nitrógeno sobre oxígeno es  $\log(N/O) \sim -0.9$ . Por otro lado, las abundancias de oxígeno determinadas para el resto de los objetos,  $12 + \log(O/H) \sim 8.4$ , calculadas a partir de las calibraciones empíricas de Pilyugin (2001a,b), son algo más altas comparadas con las encontradas en la parte central de la galaxia, sobre todo la región #8. Esta diferencia posiblemente no sea real, puesto que la calibración de Pilyugin (2001a,b) proporciona valores también algo superiores en la región central. Además, aún teniendo mucho error, en las regiones #3 y #5 se puede calcular de forma directa la abundancia de oxígeno, obteniéndose valores 0.12-0.18 dex menores a las estimadas empíricamente. Parece, pues, que esta calibración no proporciona abundancias muy correctas en este objeto, especialmente en #8. El resto de las calibraciones empíricas también proporcionan valores relativamente elevados comparados con la determinación directa, sólo se acerca la calibración de Pagel y Pettini (2004) involucrando el parámetro O3N2, que proporciona el mismo valor,  $12 + \log(O/H) \sim 8.23$ , para las dos regiones centrales,  $\sim$ 8.32 para las regiones #3 y #5,  $\sim$ 8.56 para #8 (también alto) y  $\sim$ 8.41 para #10. Es curioso notar también que el cociente N/O en #8 es elevado ( $\sim$ -0.84) y parecido al de la zona C. Por lo tanto, sí parece real la elevada abundancia de la región #8 con respecto a las demás, lo que podría sugerir que es

| Objeto   | С  | $#3^{a}$   | $#5^{a}$   | $\#8^a$   | $#10^{a}$   |
|--|--|--|--|---|---|
| $ \begin{array}{c} T_e (\text{O III}) \text{ (K)} \\ T_e (\text{O II}) \text{ (K)} \\ N_e \text{ (cm}^{-3}) \end{array} $  | $\begin{array}{c} 10100 \pm 700 \\ 10100 \pm 500 \\ < 100 \end{array}$                           | $9400 \pm 900$<br>$9600 \pm 700$<br><100   | $9600 \pm 1000$<br>$9700 \pm 800$<br><100  | $6750 \pm 1000$<br>$7700 \pm 800$<br><100   | $9500 \pm 1000$<br>$9650 \pm 800$<br><100   |
| $\begin{array}{c} 12 + \log({\rm O}^+/{\rm H}^+) \\ 12 + \log({\rm O}^{++}/{\rm H}^+) \\ 12 + \log({\rm O}/{\rm H})^c \\ 12 + \log({\rm O}/{\rm H})^d \end{array}$ | $\begin{array}{c} 7.77 \pm 0.09 \\ 8.20 \pm 0.07 \\ 8.33 \pm 0.08 \\ 8.42 \pm 0.10 \end{array}$  | $\begin{array}{c} 8.15 \pm 0.14 \\ 8.01 \pm 0.11 \\ 8.21; \\ 8.39 \pm 0.13 \end{array}$                  | $\begin{array}{c} 8.08 \pm 0.17 \\ 8.10 \pm 0.13 \\ 8.27; \\ 8.39 \pm 0.15 \end{array}$          | $\begin{array}{c} 8.39 \pm 0.26 \\ 8.28 \pm 0.24 \\ \dots \\ 8.64 \pm 0.25 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 8.20\pm0.21\\ 7.82\pm0.17\\ \\\\ 8.35\pm0.20\end{array}$                        |
| $\begin{array}{c} \log({\rm O}^{++}/{\rm O}^{+}) \\ 12 {+} \log({\rm N}^{+}/{\rm H}^{+}) \\ 12 {+} \log({\rm N}/{\rm H}) \\ \log({\rm N}/{\rm O}) \end{array}$     | $\begin{array}{c} 0.43 \pm 0.12 \\ 6.88 \pm 0.05 \\ 7.44 \pm 0.10 \\ -0.89 \pm 0.12 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 0.15  \pm  0.17 \\ 6.98  \pm  0.08 \\ 7.22  \pm  0.11 \\ -1.17  \pm  0.16 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 0.02 \pm 0.21 \\ 6.96 \pm 0.11 \\ 7.27 \pm 0.15 \\ -1.12 \pm 0.20 \end{array}$ | $\begin{array}{c} -0.10\pm0.32\\ 7.54\pm0.13\\ 7.80\pm0.21\\ -0.84\pm0.30\end{array}$   | $\begin{array}{c} -0.38 \pm 0.25 \\ 6.97 \pm 0.15 \\ 7.12 \pm 0.17 \\ -1.22 \pm 0.24 \end{array}$ |
| $\begin{array}{c} 12 + \log({\rm S}^+/{\rm H}^+) \\ 12 + \log({\rm S}^{++}/{\rm H}^+) \\ 12 + \log({\rm S}/{\rm H}) \\ \log({\rm S}/{\rm O}) \end{array}$          | $\begin{array}{c} 5.94 \pm 0.05 \\ 6.52 \pm 0.19 \\ 6.69 \pm 0.17 \\ -1.64 \pm 0.22 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 6.25 \pm 0.08 \\ 6.56 \pm 0.33 \\ 6.75 \pm 0.26 \\ -1.64 \pm 0.34 \end{array}$         | 6.33 ± 0.10<br><br>  | 6.73 ± 0.13<br><br>   | 6.34 ± 0.13<br><br>   |
| $\begin{array}{c} 12 + \log(\mathrm{Ne^{++}/H^{+}}) \\ 12 + \log(\mathrm{Ne/H}) \\ \log(\mathrm{Ne/O}) \end{array}$  | $\begin{array}{c} 7.52 \pm 0.13 \\ 7.66 \pm 0.13 \\ -0.67 \pm 0.19 \end{array}$                  | $\begin{array}{r} 7.37 \pm 0.24 \\ 7.75 \pm 0.24 \\ -0.64 \pm 0.32 \end{array}$                          | $\begin{array}{c} 7.53 \pm 0.28 \\ 7.82 \pm 0.28 \\ -0.57 \pm 0.37 \end{array}$                  | $\begin{array}{l} 7.60  \pm  0.56 \\ 7.96  \pm  0.56 \\ 0.68  \pm  0.64 \end{array}$    | <br>  |
| $\begin{array}{c} 12 + \log(\mathrm{Ar}^{+2}/\mathrm{H}^{+}) \\ 12 + \log(\mathrm{Ar}/\mathrm{H}) \\ \log(\mathrm{Ar}/\mathrm{O}) \end{array}$                     | $\begin{array}{c} 5.78\pm0.08\\ 5.86\pm0.11\\ -2.51\pm0.17\end{array}$                           | $\begin{array}{c} 6.11 \pm 0.17 \\ 5.92 \pm 0.17 \\ -2.47 \pm 0.26 \end{array}$                          |  | <br>  | <br>  |
| $\begin{array}{c} 12 + \log(\mathrm{Fe}^{++}/\mathrm{H}^{+}) \\ 12 + \log(\mathrm{Fe}/\mathrm{H}) \\ \log(\mathrm{Fe}/\mathrm{O}) \end{array}$                     | $\begin{array}{c} 5.90 \pm 0.16 \\ 6.47 \pm 0.16 \\ -1.95 \pm 0.20 \end{array}$                  |  |  | ····<br>···   | <br>  |
| $12 + \log(\mathrm{He^+/H^+})$   | $10.97 \pm 0.04$   | $10.95 \pm 0.07$   | $11.03 \pm 0.09$   | $10.90 \pm 0.12$  | 10.94:  |
| $[O/H]^b$  | $-0.33\pm0.13$   | -0.27  | -0.27  | -0.02   | -0.31   |

TABLA 6.17: Abundancias químicas de los objetos analizados en IRAS 08208+2816.

 $^a$ Temperaturas electrónicas estimadas a partir de relaciones empíricas.

 $^{b}[O/H]=(O/H)-(O/H)_{\odot}$ , usando  $(O/H)_{\odot}=8.66\pm0.05$  (Asplund et al. 2004).  $^{c}$  Abundancia de oxígeno calculada de forma directa.

<sup>d</sup>Abundancia de oxígeno calculada usando las relaciones empíricas de Piluygin (2001a,b).

un objeto singularmente evolucionado o corresponder a la zona central de una de las galaxias en interacción.

# Cinemática

Hemos utilizado las tres posiciones de rendija observadas en IRAS 08208+2816 para analizar la cinemática del sistema, construyendo los diagramas posición-velocidad de cada una de ellas. Dada su intensidad, analizamos el perfil de la línea de [O III]  $\lambda$ 5007 en todos los casos, extrayendo regiones de 3 píxeles (=1.2") y tomando como referencia la zona central de la galaxia (mayor emisión) en cada posición de rendija. Los tres diagramas posición-velocidad obtenidos se muestran en la Figura 6.29, donde también se identifican todas las regiones, localizándose el norte en la zona superior de cada diagrama. Tal y como ya se apreciaba directamente en los espectros bidimensionales, nos encontramos ante un objeto que posee diferencias muy llamativas en su cinemática, destacando lo que parece una corriente de marea en la cola norte. En esta región se encuentra un gradiente de velocidad superior a 300 km s<sup>-1</sup> en escasos 12" (=11 kpc) justo en la posición de rendija que atraviesa directamente la



FIGURA 6.29: Diagrama posición-velocidad para las tres posiciones de rendija observadas en IRAS 08208+2816. Las ordenadas crecen hacia el norte en los tres diagramas. Se han incluido la posición de las distintas regiones, mostrándose en negrita las zonas extraídas espectroscópicamente. Notar que hay zonas carentes de datos debido a la contaminación de la estrella brillante al final de la cola sur en los diagramas con AP 345° y 355°.

cola norte (AP=355°). Esta diferencia de 300 km s<sup>-1</sup> es la misma encontrada por Perryman et al. (1982) entre estos dos objetos. La emisión de la cola sur estaba contaminada en parte por la estrella brillante, pero ésta no aparecía en la posición de rendija con AP de 10°, revelando de nuevo un gradiente considerable en la velocidad de esta región, de nuevo en la dirección del observador, por lo que no es consecuencia de rotación. Además, esta última posición de rendija muestra un patrón sinosuidal, cuya amplitud supera los 50 km s<sup>-1</sup>, en el centro de la galaxia, característica de interacciones entre objetos independientes. En general, la correspondencia entre los tres diagramas es muy buena: por ejemplo, se observa que la velocidad determinada para #1 usando el diagrama con AP 355°, ~ -250 km s<sup>-1</sup>, corresponde bastante bien con la velocidad del final de la cola sur (objeto #3) obtenida con AP 10°, ~ -200 km s<sup>-1</sup>.

A pesar de no mostrar un patrón de rotación, podemos realizar una estimación muy tentativa de la masa kepleriana del sistema. Suponemos  $i=90^{\circ}$ ,  $\Delta v \sim 30$  km s<sup>-1</sup> (usando el diagrama con AP 345°, el aparentemente menos afectado por las colas de marea) y un radio de  $\sim 20''$  (=18.4 kpc), obteniendo  $M_{\rm Kep} \sim 3.9 \times 10^9 M_{\odot}$ . El cociente masa-luminosidad es  $M_{\rm Kep}/L_B \sim 0.08$ , muy bajo, por lo que posiblemente estemos subestimando el valor de la masa del sistema. No podemos determinar la masa de gas atómico ni la masa dinámica de la galaxia al no disponerse de datos en la línea de HI de 21 cm, pero sí la masa de polvo templado usando los flujos FIR. Obtenemos  $M_{\rm dust}=8.84\times 10^6 M_{\odot}$ , lo que se traduce en  $M_{\rm dust}/L_B \sim 1.7\times 10^{-4}$ . Sería muy interesante conseguir datos en 21 cm para determinar la masa de gas atómico



FIGURA 6.30: Diagramas color-color mostrando la comparación de los modelos teóricos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999; línea continua azul) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997; línea discontinua roja) con los colores observados en los objetos de IRAS 08208+2816. Los símbolos representan al valor integrado de la galaxia (cuadrado), la zona central (estrella) y objetos localizados en la cola norte (triángulos) y en la cola sur (círculos). También se incluyen algunas edades (en Ma) para los modelos de STARBURST 99.

y, posteriormente, un mapa con interferómetro radio para analizar su cinemática y compararla con la encontrada en óptico.

# 6.6.3 Edades de las poblaciones estelares

En la Figura 6.30 comparamos los colores de los objetos analizados en IRAS 08208 +2816, corregidos tanto por extinción como por emisión nebular, con los modelos teóricos de STARBURST 99 y PEGASE.2 para brotes instantáneos con IMF de Salpeter y  $Z/Z_{\odot}=0.4$ . Encontramos buena correspondencia entre los modelos teóricos y los datos observacionales, aunque los objetos pertenecientes a la cola norte parecen desviarse más de las predicciones teóricas. Este hecho sugiere cierta contribución de una población de estrellas viejas, con edades incluso superiores a 500 Ma atendiendo al color V - R de los objetos. Las edades determinadas en el resto de los objetos son ligeramente superiores a las estimadas usando  $W(H\alpha)$ , indicando también la presencia de estrellas viejas bajo los brotes de formación estelar. Desgraciadamente, dada la intensa emisión nebular a lo largo de toda la galaxia, no se pudo estimar el color de dicha población de estrellas más evolucionadas, pero tal y como se ha señalado su edad posiblemente supere los 500 Ma.

# 6.6.4 Conclusiones

IRAS 08208+2816 es una galaxia starburst luminosa en infrarrojo con un elevado ritmo de formación estelar,  $SFR_{
m Hlpha}{=}11~M_{\odot}\,{
m yr}^{-1}$ , extendido durante los últimos centenares de millones de años. Su morfología revela dos colas opuestas que surgen de la zona central, donde se identifican diversas regiones de formación estelar. La abundancia de oxígeno del centro de la galaxia, calculada de forma directa, es  $12 + \log(O/H) = 8.33 \pm 0.08$ . Este valor es inferior a la estimación obtenida mediante la calibración empírica de Pilyugin (2001a,b) del resto de objetos. No obstante, encontramos una región (#8) localizada en el centro de la cola norte que posee sistemáticamente abundancias ~0.25 dex superiores al resto de los objetos, independientemente de la calibración usada, además de un cociente N/O comparable al del núcleo más brillante. Si esto es real, esta región podría constituir el o uno de los objetos con los que está interaccionando la galaxia principal. La cinemática del sistema también muestra rasgos sinosuidales en sus regiones centrales, reforzando la hipótesis de que nos encontramos ante una fuerte interacción o fusión de galaxias. Quizás este acontecimiento es la causa del disparo de la formación estelar en todo el sistema, que es especialmente intensa en su centro, donde observamos el rasgo WR azul, confirmando la presencia de estrellas WR en esta galaxia. No obstante, el rasgo WR rojo observado por Huang et al. (1999) no es detectado en nuestros espectros. Además, pese a observarse una cantidad importante de polvo en la galaxia, la zona central apenas posee extinción, lo que parece apoyar la hipótesis de Huang et al. (1998) de que exista un viento galáctico. Observaciones interferométricas del gas atómico arrojarían mucha luz sobre la naturaleza y evolución de este sistema.



FIGURA 6.31: Imagen en color de IRAS 08339+6517 y una galaxia enana compañera (a la derecha) combinando datos en B (azul), R (verde) y H $\alpha$  (rojo) del telescopio 2.56m NOT.

# 6.7 IRAS 08339+6517

IRAS 08339+6517 (PGC 24283) es una galaxia starburst luminosa en infrarrojo y con emisión en Ly $\alpha$  que posee una galaxia enana compañera a una distancia de 56 kpc (ver Figura 6.31). IRAS 08339+6517 ha sido estudiada en todas las longitudes de onda, desde rayos X hasta radio, por las peculiares propiedades que presenta: núcleo compacto y brillante (Margon et al. 1988), abundante gas molecular (Wiklind 1989), emisión en Ly $\alpha$  y absorciones en las líneas C IV  $\lambda$ 1550 y Si IV  $\lambda$ 1400 (González-Delgado et al 1998; Kunth et al. 1998), importante emisión en rayos X (Stevens y Strickland 1998) y una extensa cola de marea de  $H_{I}$  en dirección a la galaxia enana compañera (Cannon et al. 2004). Estas últimas observaciones sugerían la existencia de interacciones importantes entre los dos objetos. Este hecho, junto al resto de características observadas en la galaxia, nos incitaron a realizar nuevas observaciones fotométricas y espectroscópicas para estudiar su morfología, la distribución del gas ionizado, su composición química y cinemática, estimar el ritmo de formación estelar usando todos los datos disponibles, analizar sus poblaciones estelares y buscar el rasgo WR en los brotes más recientes de formación estelar. Conseguimos así un detallado análisis del sistema, cuyos resultados se publicaron en López-Sánchez, Esteban y García-Rojas (2006), y al que dedicaremos en exclusiva el Capítulo 8 de esta tesis.



FIGURA 6.32: Imagen profunda de POX 4 en el filtro R (2.56m NOT). A la izquierda se muestra el campo alrededor de la galaxia, saturando la imagen para detectar los objetos más debiles. Se aprecia la estructura irregular de la galaxia y el objeto compañero al sur. La imagen de la derecha muestra el cuerpo de POX 4 sin saturar. Se identifican las zonas aquí analizadas, siguendo la notación empleada por Méndez y Esteban (1999), así como la posición de rendija utilizada para la toma de los datos espectroscópicos en 4.2m WHT.

# 6.8 POX 4

POX 4 (PGC 37074, IRAS 11485-2018) es una galaxia compacta azul muy interesante. Su nombre deriva de *Palomar Objective-prism X survey*, catálogo de galaxias con líneas de emisión y cuásares confeccionado por Kunth, Sargent y Kowal (1981). Telles, Melnick y Terlevich (1997) señalaron que poseía extensas isofotas externas, encontrándose la zona más brillante rodeada por un anillo constituido por tres o cuatro regiones brillantes. Méndez y Esteban (1997) indicaron la presencia de alas anchas asimétricas de baja intensidad (con velocidades máximas entre +200 y -200 km s<sup>-1</sup>) en los perfiles de las líneas de emisión ópticas. En un posterior artículo, estos autores la analizaron en filtros anchos *U*, *B* y *V* y tanto imagen como espectroscopía de alta resolución en H $\alpha$ , proponiendo que POX 4 podría interpretarse como una galaxia anillo de baja masa formada por el paso de un objeto compañero más débil (Méndez y Esteban 1999). Gil de Paz et al. (2003) la analizó en H $\alpha$ , realizando posteriormente el análisis de su fotometría superficial en *B* y *R* (Gil de Paz y Madore 2005).

El primer indicio del rasgo WR en POX 4 fue notificado por Kunth y Joubert (1985) y confirmado por Campbell et al.  $(1986)^2$ , quienes detectaron la línea de He II  $\lambda$ 4686. Por esta razón, Conti (1991) la incluyó en su catálogo de galaxias WR.

 $<sup>^2 \</sup>mathrm{Estos}$  autores designan POX 4 como C 1148-203.

Masegosa et al. (1991) también sugieren la presencia de estrellas WR en una o dos regiones<sup>3</sup>. Vacca y Conti (1992) confirmaron la presencia de un gran número de estrellas O y WN en la zona más brillante de la galaxia, detectando también la línea de He II  $\lambda$ 4686 en otra región adicional. Schaerer et al. (1999) no proporciona valores de flujo para la línea de He II  $\lambda$ 4686. Nuestros espectros confirman la presencia de esta línea con una relación señal-a-ruido muy buena<sup>4</sup>.

# 6.8.1 Resultados fotométricos

POX 4 se encuentra a 45.5 Mpc (Tabla 5.9); a esa distancia un segundo de arco equivalen a 0.22 kpc. En la Figura 6.32 se muestra la imagen profunda en filtro R de esta galaxia obtenida con el telescopio 2.56m NoT. La morfología irregular que POX 4 presenta puede observarse muy bien en esta imagen: una zona central muy compacta (designada como #9 siguiendo la notación de Méndez y Esteban, 1999) y varias regiones brillantes constituyendo un arco en la zona norte del sistema. De todas las regiones analizadas por Méndez y Esteban (1999) sólo nos centraremos en las más brillantes y representativas (objetos #3, #6, #7 y #11). Una galaxia enana independiente (notada como *companion* o #18) se localiza a unos 21'' (=4.64 kpc) hacia el SO.

### Fotometría en filtros anchos

En la Tabla 6.18 se recopilan las magnitudes y colores en filtros ópticos y NIR de POX 4 y las regiones analizadas. Los valores fotométricos para los filtros U, By V han sido adaptados de los proporcionados por Méndez y Esteban (1999). Se usó el coeficiente de enrojecimiento obtenido mediante espectroscopía,  $C(H\beta)$ , de la zona central (#9) para corregir por extinción, suponiendo el mismo para el resto de objetos excepto para la galaxia compañera (# 18) de la que se tenía un espectro independiente. Dada la fuerte presencia de líneas de emisión en este objeto (son especialmente brillantes H $\alpha$  y [OIII]  $\lambda\lambda$ 4959,5007), los colores han sido corregidos de la emisión del gas siguiendo el método descrito en §5.2.1. Así, los datos tabulados en la Tabla 6.18 han sido corregidos tanto por extinción como por emisión del gas. En la Figura 6.33 se muestran los mapas de contornos de POX 4 en filtros R y J, observándose también la irregular morfología de la galaxia, con las regiones de formación estelar más intensas en la zona N, alrededor del centro del sistema.

# Fotometría en H $\!\alpha$

Méndez y Esteban (1999) analizaron POX 4 en H $\alpha$  a partir de imágenes en filtros estrechos. La imagen final obtenida para la emisión en H $\alpha$  sustraída de continuo se muestra en la Figura 6.33, indicando además todas las regiones analizadas por

 $<sup>^3\</sup>rm Estos$ autores denominan POX 4 como C 1148-2020 en su Tabla 1 y erróneamente como Tol 1148-202 en su Tabla 2. La notación correcta según NED es IRAS 11485-2018 = POX 4.

<sup>&</sup>lt;sup>4</sup>Posiblemente, sea la mejor medida de la muestra analizada en esta tesis.

TABLA 6.18: Resultados de la fotometría en banda ancha de POX4. Los valores en filtros  $U, B \ge V$  han sido adaptados de los proporcionados por Méndez y Esteban (1999). E(B-V) se determinó a partir del  $C(H\beta)$  encontrado para la zona central (#9) y supuesto igual para el resto de objetos, excepto para la galaxia compañera (# 18) de la que se tenía un espectro independiente. Dada la fuerte presencia de líneas de emisión en este objeto, los colores han sido corregidos de la emisión del gas con  $\Delta(U-B)_e \sim -0.03, \Delta(B-V)_e \sim -0.30, \Delta(V-R)_e \sim -0.05 \ge \Delta(V-J)_e \sim -0.40.$ 

| Objeto                | $E(B-V)^a$ | $m_B$              | $M_B$               | U - B              | B - V              | V - R             | V - J             | J - H             | $H-K_s$           |
|-----------------------|------------|--------------------|---------------------|--------------------|--------------------|-------------------|-------------------|-------------------|-------------------|
| POX 4                 | $0.06^{b}$ | $14.56 {\pm} 0.01$ | $-18.79 {\pm} 0.01$ | $-0.68 {\pm} 0.03$ | $0.29 {\pm} 0.02$  | $0.32 {\pm} 0.04$ | $0.42 {\pm} 0.08$ | $0.28 {\pm} 0.08$ | $0.15 {\pm} 0.10$ |
| #3                    | $0.06^{b}$ | $17.88 {\pm} 0.01$ | $-15.41 {\pm} 0.01$ | $-1.00 {\pm} 0.03$ | $-0.06 {\pm} 0.02$ | $0.04{\pm}0.04$   | $0.12{\pm}0.10$   |                   |                   |
| #6                    | $0.06^{b}$ | $18.49 {\pm} 0.02$ | $-14.80{\pm}0.02$   | $-0.98 {\pm} 0.04$ | $-0.01 {\pm} 0.04$ | $0.06{\pm}0.06$   | $0.08{\pm}0.12$   |                   |                   |
| #7                    | $0.06^{b}$ | $20.69{\pm}0.02$   | $-12.60 {\pm} 0.02$ | $-0.88{\pm}0.04$   | $-0.09 {\pm} 0.06$ | $0.11{\pm}0.08$   |                   |                   |                   |
| #9-C                  | 0.06       | $15.32 {\pm} 0.01$ | $-17.97 {\pm} 0.01$ | $-0.93 {\pm} 0.03$ | $0.32 {\pm} 0.02$  | $0.10{\pm}0.04$   | $0.16{\pm}0.12$   |                   |                   |
| #11                   | $0.06^{b}$ | $19.19 {\pm} 0.04$ | $-14.10 {\pm} 0.04$ | $-0.65 {\pm} 0.06$ | $0.07 {\pm} 0.02$  | $0.15{\pm}0.04$   | $0.49{\pm}0.14$   |                   |                   |
| $\operatorname{Comp}$ | 0.12       | $17.93 {\pm} 0.03$ | $-15.36 {\pm} 0.03$ | $-0.02 {\pm} 0.06$ | $0.25{\pm}0.02$    | $0.30{\pm}0.04$   | $0.87{\pm}0.10$   | 0.7:              |                   |

<sup>a</sup> Valor de la extinción Galáctica,  $E(B - V)_G = 0.04$  (Schlegel et al. 1998).

 $^{b}$ Valor de E(B-V) obtenido en el objeto central de POX 4



FIGURA 6.33: Mapas de contornos de POX 4 en imágenes R y J. El nivel más externo corresponde con  $3\sigma$  del brillo del cielo. También se ha incluido la imagen en H $\alpha$  sustraída de continuo proporcionada por Méndez y Esteban (1999) indicando los diferentes brotes de formación estelar analizados (su Figura 1).

estos autores. Hemos usado sus datos, en combinación con nuestros resultados espectroscópicos, para estimar la luminosidad en H $\alpha$  de los objetos más significativos de POX 4. En primer lugar, hemos corregido por la distancia que nosotros encontramos (45.4 Mpc, ellos usaron 47.3 Mpc). A continuación, hemos tenido en cuenta la extinción asociada a cada objeto a partir del  $C(H\beta)$ , suponiendo igual a la central en todos excepto para la galaxia compañera. Por último, hemos corregido por contaminación de las líneas de [N II]  $\lambda\lambda$ 6548,6583 aunque en este caso, dada la debilidad de dichas líneas, la contribución era del orden del 2%. Los resultados obtenidos se muestran en la Tabla 6.19; el flujo de H $\alpha$  es aproximadamente un 6% mayor que el determinado previamente por Méndez y Esteban (1999).

Obtenemos que el valor del flujo en H $\alpha$  para POX 4 es de (15.5 ± 0.5)×10<sup>-13</sup> erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>, algo superior al flujo determinado por Gil de Paz et al. (2003),

| Objeto                                 | Flujo $(10^{-13}$<br>erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup> )   | Luminosidad $(10^{41} \text{ erg s}^{-1})$  | $M_{\rm H \ II}$<br>(10 <sup>6</sup> $M_{\odot}$ )  | $M_{\star}$<br>(10 <sup>6</sup> $M_{\odot}$ )   | ${ m SFR}$<br>$(M_{\odot} { m yr}^{-1})$  | $W(\mathrm{H}lpha)$<br>(Å)  | Edad<br>(Myr)  |
|--|---|---|---|---|---|---|--|
| POX 4<br>#3<br>#6<br>#7<br>#9-C<br>#11 | $\begin{array}{c} 15.5 \pm 0.5 \\ 0.675 \pm 0.027 \\ 0.380 \pm 0.030 \\ 0.033 \pm 0.004 \\ 11.2 \pm 0.4 \\ 0.178 \pm 0.011 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 3.84 \pm 0.12 \\ 0.167 \pm 0.007 \\ 0.094 \pm 0.007 \\ 0.008 \pm 0.001 \\ 2.78 \pm 0.10 \\ 0.044 \pm 0.003 \end{array}$ | $5.70 \pm 0.18 \\ 0.25 \pm 0.01 \\ 0.14 \pm 0.01 \\ 0.01; \\ 4.12 \pm 0.15 \\ 0.07; \\ \end{cases}$ | $\begin{array}{c} 9.77 \pm 0.32 \\ 0.54 \pm 0.02 \\ 0.24 \pm 0.02 \\ 0.05 \pm 0.01 \\ 7.06 \pm 0.25 \\ 0.25 \pm 0.02 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 3.05 \pm 0.10 \\ 0.13 \pm 0.01 \\ 0.07 \pm 0.01 \\ 0.01; \\ 2.20 \pm 0.08 \\ 0.04; \end{array}$ | $\begin{array}{c} 910 \pm 5 \\ 840 \pm 10 \\ 1110 \pm 25 \\ 415 \pm 20 \\ 1410 \pm 5 \\ 450 \pm 10 \end{array}$ | $ \begin{array}{r} 4.5 \\ 4.6 \\ 4.0 \\ 5.0 \\ 3.2 \\ 5.0 \\ \end{array} $ |
| Comp<br>UM 420                         | $\begin{array}{c} 0.127 \pm 0.011 \\ 0.695 \pm 0.043 \end{array}$   | $   \begin{array}{r}     0.031 \pm 0.003 \\     4.68 \pm 0.29   \end{array} $   | 0.05:<br>$6.95 \pm 0.43$  | $     \begin{array}{r} 0.79 \pm 0.07 \\ 13.75 \pm 0.85 \end{array} $  | 0.02:<br>$3.71 \pm 0.23$  | $320 \pm 5$<br>980 ± 60   | 5.2<br>4.3   |

TABLA 6.19: Resultados de la fotometría en H $\alpha$  de POX 4 y UM 420. El flujo mostrado está corregido tanto por contaminación por las líneas de [N II] como por extinción.

(9.4  $\pm$  0.8)×10^{-13} erg cm $^{-2}$  s $^{-1}$  . Con nuestro valor, encontramos que el ritmo de formación estelar es de  $SFR_{
m Hlpha}$  = 3.05 $\pm$ 0.10  $M_{\odot}\,
m yr^{-1}$ , usando la calibración de Kennicutt (1998). Dado que sólo se tiene un valor superior para el flujo en 100  $\mu$ m (ver Tabla 5.12), no podemos estimar  $SFR_{FIR}$ , pero sí proporcionar un límite superior de  $SFR_{FIR} \leq$  0.31  $M_{\odot}$  yr $^{-1}$ , un orden de magnitud más bajo que el determinado a partir del flujo en H $\alpha$  e idéntico tanto al valor obtenido con el dato de 60  $\mu$ m usando la calibración de Condon (1992),  $SFR_{60\mu{
m m}}=$  0.31  $M_{\odot}\,{
m yr}^{-1}$ , como al valor conseguido aplicando la relación de Condon et al. (2002) para formación estelar reciente  $(M \ge 5 M_{\odot})$  usando la luminosidad a 1.4 GHz,  $SFR_{1.4GHz} = 0.26 M_{\odot} \text{ yr}^{-1} (SFR_{1.4GHz} \sim 1.24 M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \text{ extrapolando para masas } M > 0.1M_{\odot})$ . Por otro lado, el continuo térmico a 1.4 GHz derivado a partir del flujo de H $\alpha$  siguiendo la expresión de Dopita et al. (2002) es muy alto, casi el 45% del flujo total a esta frecuencia, cuando lo normal en galaxias starbursts es que esta contribución sea menor del 10%. Estos hechos sugieren que el valor que hemos determinado para el flujo de H $\alpha$  está sobrestimado; posiblemente el valor proporcionado por Gil de Paz et al. (2003), con el que se obtiene  $SFR_{
m H\alpha}=1.85\pm0.18~M_{\odot}~
m yr^{-1}$ , sea más correcto. Si esto es así, nuestros valores para la  $W(H\alpha)$  también podrían estar algo sobrestimados.

#### 6.8.2 Resultados espectroscópicos

Hemos realizado espectroscopía de rendija larga de resolución intermedia cubriendo tanto el centro de POX 4 como la galaxia enana compañera (#18) usando el telescopio 4.2m WHT. El ángulo de posición usado fue de 25°. En la Figura 6.34 se muestra el espectro conseguido para la zona central de POX 4; como vemos, se trata de un objeto con intensa emisión nebular, sin rastro de absorciones estelares en las líneas de HI y HeI. Como ya notaron Méndez y Esteban (1997), se observan alas anchas asimétricas de baja intensidad en las líneas de emisión más brillantes (H $\alpha$  y [O III] principalmente). También se detecta muy bien la línea nebular de HeII  $\lambda$ 4686 sobre un rasgo en emisión más ancho, indicios claros de la existencia de estrellas WR en esta zona de esta galaxia. La detección de líneas de iones de alto grado de ionización, como [ArIV], indica que se trata de un objeto con alta excitación. En la



FIGURA 6.34: Espectros obtenidos del centro de POX 4 con el telescopio 4.2m WHT, indicando las líneas más importantes. No están corregidos por enrojecimiento.

Tabla 6.20 recopilamos todas las líneas observadas en POX 4, mostrando su flujo (corregido por enrojecimiento) y otros datos relevantes de cada espectro (tamaño del área extraída, flujo de H $\beta$ , coeficiente de enrojecimiento, etc). La identificación de las líneas se efectuó con un margen de error de 0.5 Å, indicando que el proceso de reducción y calibrado de los espectros ha sido correcto.

Por otro lado, el espectro de la galaxia enana compañera es mucho más ruidoso: sólo las líneas más intensas son detectadas, y con una señal-a-ruido muy baja. No obstante, el espectro muestra indicios de absorciones estelares en las líneas de Balmer, indicando la existencia de estrellas evolucionadas subyacentes al brote de formación estelar.

### Condiciones físicas del gas ionizado

La línea aurolar de  $[O III] \lambda 4363$  se detecta muy bien en el espectro de POX 4: la hemos empleado para calcular la temperatura electrónica de alta excitación de forma directa. Encontramos un valor de  $T_e(O III) = 14000 \pm 600$  K, muy alta, indicando un objeto de baja metalicidad. Aunque detectamos muy débilmente la línea aurolar de  $[N II] \lambda 5755$ , no podemos emplearla para obtener una determinación confiable de la temperatura de baja excitación. Así, empleamos la relación proporcionada por Garnett (1992) para determinar  $T_e(O II)$  a partir de  $T_e(O III)$ . Para la galaxia enana compañera sólo detectamos (y con un error considerable) las líneas más brillantes, por lo que hemos determinado la pareja de temperaturas de baja y alta excitación que mejor reprodujera la abundancia proporcionada por la calibración empírica de Pilyugin (2001a,b). La densidad electrónica,  $N_e$ , se obtuvo a partir del cociente de las líneas de [S II]  $\lambda 6717, 6731$ , estando en el límite de baja densidad para la galaxia

| $\lambda_0$      | $f(\lambda)$ | POX 4              | POX 4 Comp   | UM 420            | 0926 + 606 A      | 0926 + 606B      |
|------------------|--------------|--------------------|--------------|-------------------|-------------------|------------------|
| 3679.36 H I      | 0.265        | $0.30 \pm 0.07$    |              |                   |                   |                  |
| 3682.81 H I      | 0.264        | $0.40 \pm 0.08$    |              |                   |                   |                  |
| 3686.83 H I      | 0.263        | $0.74 \pm 0.10$    |              |                   |                   |                  |
| 3691.56 H I      | 0.263        | $0.92 \pm 0.11$    |              |                   |                   |                  |
| 3697.15 H I      | 0.262        | $1.08 \pm 0.12$    |              | 0.53:             |                   |                  |
| 3703.86 H I      | 0.260        | $2.02 \pm 0.17$    |              | $0.93 \pm 0.36$   |                   |                  |
| 3711.97 H I      | 0.259        | $1.86 \pm 0.16$    |              | $1.14 \pm 0.38$   |                   |                  |
| 3721.83 [S III]  | 0.257        | $3.68 \pm 0.24$    |              | $1.30 \pm 0.39$   |                   |                  |
| 3726.03 [O II]   | 0.257        | $42.8 \pm 2.0$     | $159 \pm 41$ | $85.9 \pm 4.7$    |                   |                  |
| 3728.82 O II     | 0.256        | $57.1 \pm 2.7$     | $283 \pm 71$ | $140.2 \pm 7.5$   |                   |                  |
| 3734.17 H I      | 0.255        | $2.58 \pm 0.19$    |              | $2.19 \pm 0.45$   |                   |                  |
| 3750.15 H I      | 0.253        | $2.88 {\pm} 0.21$  |              | $2.32 \pm 0.46$   |                   |                  |
| 3770.63 H I      | 0.249        | $3.77 \pm 0.25$    |              | $2.41 \pm 0.47$   |                   |                  |
| 3797.90 H I      | 0.244        | $5.30 \pm 0.37$    |              | $3.36 \pm 0.75$   |                   |                  |
| 3819.61 He I     | 0.240        | $0.91 \pm 0.11$    |              | 0.87:             |                   |                  |
| 3835.39 H I      | 0.237        | $7.18 {\pm} 0.40$  |              | $5.96 \pm 0.70$   |                   |                  |
| 3868.75 [Ne III] | 0.230        | $51.7 \pm 2.3$     | 35.6:        | $29.7 \pm 2.0$    |                   |                  |
| 3889.05 H I      | 0.226        | $17.75 \pm 0.95$   |              | $16.8 \pm 1.5$    |                   |                  |
| 3967.46 [Ne III] | 0.210        | $16.17 \pm 0.78$   |              | $6.45 \pm 0.72$   |                   |                  |
| 3970.07 H I      | 0.210        | $15.36 {\pm} 0.71$ |              | $16.1 \pm 1.2$    |                   |                  |
| 4009.22 He I     | 0.202        | $0.15 \pm 0.06$    |              |                   |                   |                  |
| 4026.21 He I     | 0.198        | $1.57 \pm 0.14$    |              | $1.55 \pm 0.40$   |                   |                  |
| 4068.60 [S II]   | 0.189        | $0.92 \pm 0.11$    |              | $2.40 \pm 0.46$   |                   |                  |
| 4076.35 [S II]   | 0.187        | $0.28 \pm 0.07$    |              | 0.71:             |                   |                  |
| 4101.74 H I      | 0.182        | $26.0 \pm 1.2$     | $28 \pm 11$  | $26.1 \pm 2.1$    |                   |                  |
| 4143.76 He I     | 0.172        | 0.13:              |              |                   |                   |                  |
| 4168.97 He I     | 0.167        |                    |              |                   | $0.77 \pm 0.25$   |                  |
| 4276.83 [Fe II]  | 0.142        | 0.08:              |              |                   |                   |                  |
| 4287.40 [Fe II]  | 0.139        | 0.11:              |              | 0.42:             |                   |                  |
| 4340.47 H I      | 0.127        | $51.2 \pm 2.3$     | $49 \pm 16$  | $47.0 \pm 3.0$    | $47.5 \pm 2.8$    | $47.4 \pm 9.1$   |
| 4363.21 [O III]  | 0.121        | $11.89 {\pm} 0.61$ |              | $4.48 {\pm} 0.82$ | $7.00 {\pm} 0.66$ |                  |
| 4387.93 He I     | 0.115        | $0.42 {\pm} 0.08$  |              | 0.21:             |                   |                  |
| 4413.78 [Fe III] | 0.109        | 0.07:              |              |                   |                   |                  |
| 4471.48 He I     | 0.095        | $4.12 \pm 0.26$    |              | $3.07 \pm 0.50$   | $3.69 \pm 0.41$   |                  |
| 4562.60 Mg I]    | 0.073        | $0.19 {\pm} 0.06$  |              |                   | 0.44:             |                  |
| 4571.20 Mg I     | 0.071        | 0.13:              |              |                   |                   |                  |
| 4658.10 [Fe III] | 0.050        | $0.64 {\pm} 0.09$  |              | $1.31 \pm 0.46$   | $1.20 \pm 0.40$   |                  |
| 4686.00 He II    | 0.043        | $1.02 \pm 0.11$    |              | $0.96 {\pm} 0.35$ | $1.33 {\pm} 0.28$ |                  |
| 4701.53 [Fe III] | 0.039        | 0.14:              |              |                   |                   |                  |
| 4711.37 [Ar IV]  | 0.037        | $1.84 \pm 0.15$    |              |                   | 0.49:             |                  |
| 4713.14 He I     | 0.037        |                    |              | 0.45:             | $0.72 \pm 0.24$   |                  |
| 4740.16 [Ar IV]  | 0.030        | $1.04 \pm 0.11$    |              |                   | 0.49:             |                  |
| 4754.83 [Fe III] | 0.026        |                    |              |                   | 0.29:             |                  |
| 4861.33 H I      | 0.000        | $100.0 \pm 4.3$    | $100 \pm 28$ | $100.0 \pm 5.5$   | $100.0 \pm 4.9$   | $100 \pm 14$     |
| 4881.00 [Fe III] | -0.005       | $0.15 \pm 0.06$    |              |                   | 0.29:             |                  |
| 4921.93 He I     | -0.015       | $0.49 {\pm} 0.10$  |              | 0.22:             | 0.38:             |                  |
| 4958.91 [O III]  | -0.024       | $237 \pm 10$       | $93 \pm 19$  | $106.8 \pm 6.0$   | $157.8 \pm 7.7$   | $134 \pm 18$     |
| 4985.90 [Fe III] | -0.031       | $0.57 \pm 0.09$    |              | 0.57:             |                   |                  |
| 5006.84 [O III]  | -0.036       | $731 \pm 32$       | $255\pm55$   | $312 \pm 17$      |                   |                  |
| 5015.68 He I     | -0.038       | $2.57 \pm 0.21$    |              |                   |                   |                  |
| 5041.03 Si II    | -0.044       | 0.14:              |              |                   |                   |                  |
| 5047.74 He I     | -0.046       | $0.16 {\pm} 0.06$  |              |                   |                   |                  |
| 5197.90 [N I]    | -0.082       | $0.23 {\pm} 0.06$  |              |                   |                   |                  |
| 5200.26 [N I]    | -0.083       | $0.30 {\pm} 0.07$  |              |                   |                   |                  |
| 5270.40 [Fe III] | -0.100       |                    |              | 0.48:             |                   |                  |
| 5517.71 [Cl III] | -0.154       | $0.31 {\pm} 0.07$  |              | 0.25:             |                   |                  |
| 5537.88 [Cl III] | -0.158       | $0.23 {\pm} 0.08$  |              | 0.26:             |                   |                  |
| 5754.64 [N II]   | -0.194       | 0.08:              |              | 0.59:             |                   |                  |
| 5875.64 He I     | -0.215       | $10.93 {\pm} 0.56$ |              | $10.51 \pm 0.79$  | $10.77 \pm 0.85$  | $12.4 {\pm} 4.0$ |
| 6300.30 [O I]    | -0.282       | $1.81 {\pm} 0.12$  |              | $7.49 {\pm} 0.49$ | $3.13 {\pm} 0.30$ | 5.32:            |
| 6312.10 [S III]  | -0.283       | $1.60 {\pm} 0.12$  |              | $1.75 {\pm} 0.18$ | $1.98 {\pm} 0.24$ |                  |
| 6363.78 O I      | -0.291       | $0.61 {\pm} 0.09$  |              | $2.06 \pm 0.41$   | $0.92 {\pm} 0.23$ | 2.24:            |
| 6371.36 Si II    | -0.292       | 0.05:              |              |                   |                   |                  |
| 6548.03 [N II]   | -0.318       | $1.58 {\pm} 0.11$  |              | $9.14 {\pm} 0.71$ | $2.47 {\pm} 0.30$ | 4.51:            |
| 6562.82 H I      | -0.320       | $285 \pm 12$       | $282 \pm 50$ | $281 \pm 14$      | $286 \pm 15$      | $286 \pm 34$     |
| 6583.41 [N II]   | -0.323       | $4.20 {\pm} 0.23$  | 11.7:        | $28.4 \pm 1.7$    | $7.50 {\pm} 0.64$ | $18.2 {\pm} 4.6$ |
| -                |              |                    |              |                   |                   |                  |

TABLA 6.20:- Cocientes de líneas de emisión con respecto a  $I(H\beta)=100$  y corregidas por enrojecimiento de los objetos analizados en POX 4, UM 420 y SBS 0926+606.

| $\lambda_0$                           | $f(\lambda)$ | POX 4             | POX 4 Comp      | UM 420          | 0926 + 606 A      | 0926 + 606B     |
|---------------------------------------|--------------|-------------------|-----------------|-----------------|-------------------|-----------------|
| 6678.15 He I                          | -0.336       | $2.93 {\pm} 0.20$ |                 |                 | $2.72 {\pm} 0.34$ | 2.63:           |
| 6716.47 [S II]                        | -0.342       | $7.80 {\pm} 0.38$ | 17.4            |                 | $16.8 \pm 1.0$    | $42.8 \pm 7.0$  |
| 6730.85 [S II]                        | -0.344       | $6.03 \pm 0.30$   | 11.1:           |                 | $12.12 \pm 0.77$  | $29.5 \pm 5.6$  |
| 7065.28 He I                          | -0.387       |                   |                 |                 | $2.45 \pm 0.32$   |                 |
| 7135.78 [Ar III]                      | -0.396       |                   |                 |                 | $6.54 \pm 0.45$   | 5.09:           |
| 7281.35 He I                          | -0.414       |                   |                 |                 | $0.61 \pm 0.20$   |                 |
| 7318.39 [O II]                        | -0.418       |                   |                 |                 | $2.11 \pm 0.23$   | 2.22:           |
| 7329.66 [O II]                        | -0.420       |                   |                 |                 | $1.71 \pm 0.22$   | 2.05:           |
| 7751.10 [Ar III]                      | -0.467       |                   |                 |                 | $1.75 {\pm} 0.25$ |                 |
| Tamaño (arcsec)                       |              | $7.2 \times 1$    | $3.6 \times 1$  | $3.6 \times 1$  | $4.0 \times 1$    | $5.6 \times 1$  |
| Distancia $(\operatorname{arcsec})^a$ |              | _                 | 20.4            | _               | _                 | 74.4            |
| $F(H\beta)^a$                         |              | $56.0 \pm 1.8$    | $0.11 \pm 0.02$ | $6.88 \pm 0.27$ | $16.20 \pm 0.58$  | $1.58 \pm 0.15$ |
| $C(H\beta)$                           |              | $0.08 \pm 0.01$   | $0.06 \pm 0.03$ | $0.09 \pm 0.01$ | $0.12 \pm 0.03$   | $0.18 \pm 0.04$ |
| $W_{abs}$ (Å)                         |              | $2.0 \pm 0.1$     | $0.5 \pm 0.2$   | $2.0 \pm 0.1$   | $0.7 \pm 0.1$     | $1.0\pm0.3$     |
| $-W(H\alpha)$ (Å)                     |              | $1075\pm48$       | $329~\pm~56$    | $1076~\pm~55$   | $613~\pm~33$      | $92 \pm 11$     |
| $-W(H\beta)$ (Å)                      |              | $200 \pm 9$       | $14 \pm 4$      | $169 \pm 10$    | $125 \pm 6$       | $18 \pm 3$      |
| -W([O III]) 5007 (Å)                  |              | $1366 \pm 60$     | $19 \pm 3$      | $581~\pm~32$    |                   |                 |

TABLA 6.20 (Continuación)

 $^a$  En unidades de  $10^{-15}~{\rm erg~s}^{-1}~{\rm cm}^{-2},$  no corregido por extinción.

 $^{b}$ Distancia relativa con respecto al objeto principal en sistemas múltiples.

enana compañera de POX 4. Las temperaturas y densidades obtenidas se muestran en la Tabla 6.21. Comparando los cocientes de  $[O III]\lambda 5007/H\beta$  y  $[N II]\lambda 6584/H\alpha$ con los diagramas de diagnóstico de Dopita et al. (2000) y Kewley et al. (2001) (ver §5.2.1) se encuentra que ambos objetos pueden clasificarse como *starbursts*.

El coeficiente de enrojecimiento,  $C(H\beta)$ , pudo determinarse muy bien en POX 4 al usar 7 líneas de Balmer en total, obteniendo un valor de  $C(H\beta)=0.08 \pm 0.01$ . Para el objeto compañero se obtuvo  $C(H\beta)=0.06 \pm 0.03$  usando sólo los cocientes  $H\gamma/H\beta$  y  $H\delta/H\beta$ , puesto que el coeficiente  $H\alpha/H\beta$  proporcionaba valores muy dispares<sup>5</sup>. Posteriormente, escalamos el espectro rojo del objeto compañero usando el valor teórico para la  $T_e$  de este objeto ( $H\alpha/H\beta=2.82$ ). Kunth y Joubert (1985) y Kobulnicky y Skillman (1996) tuvieron problemas parecidos para conseguir el  $C(H\beta)$ de POX 4.

# Abundancias químicas

En la Tabla 6.21 se muestran las abundancias obtenidas para los dos objetos analizados en POX 4. La abundancia de oxígeno para el centro de POX 4 es de  $12+\log(O/H) = 8.03 \pm 0.05$ , en buena concordancia con anteriores medidas encontradas en la literatura [por ejemplo, Kobulnicky y Skillmann (1996) determinan  $12+\log(O/H) = 7.97 \pm 0.02$  a partir de los datos publicados por Kunth y Joubert (1985)]. No obstante, consideramos que los valores aquí presentados son las mejores

 $<sup>{}^{5}</sup>$ Se conseguía  $C(H\beta)\sim0.78$ , que proporcionaba valores de abundancias de 12+log(O/H) $\sim7.89$  para la rama de alta metalicidad y 12+log(O/H) $\sim8.68$  para la rama de baja metalicidad empleando las calibraciones empíricas de Pilyugin (2001a,b). Recordar que en los espectros obtenidos con ISIS en 4.2m WHT se tienen por separado la zona roja y azul del espectro.
| Objecto   | Pox 4  | Pox 4 $\operatorname{Comp}^a$   | UM 420   | SBS 0926+606A  | SBS 0926+606 $\mathrm{B}^a$  |
|---|--|---|--|--|--|
| $ \begin{array}{c} T_e (\text{O III}) \ (\text{K}) \\ T_e (\text{O II}) \ (\text{K}) \\ N_e \ (\text{cm}^{-3}) \end{array} $  | $\begin{array}{r} 14000 \pm 500 \\ 12800 \pm 400 \\ 250 \pm 80 \end{array}$  | $\begin{array}{r} 12600 \pm 800 \\ 11800 \pm 600 \\ < 100 \end{array}$                | $\begin{array}{r} 13200\pm600\\ 12200\pm500\\ 140\pm80\end{array}$   | $\begin{array}{r} 13600 \pm 700 \\ 12500 \pm 500 \\ < 100 \end{array}$                                   | $\begin{array}{r} 11500 \pm 1000 \\ 11000 \pm 800 \\ < 100 \end{array}$              |
| $12 + \log(O^+/H^+)$<br>$12 + \log(O^{++}/H^+)$<br>$12 + \log(O/H)$   | $\begin{array}{c} 7.21 \pm 0.04 \\ 7.96 \pm 0.04 \\ 8.03 \pm 0.04^c \end{array}$                                   | $\begin{array}{l} 7.97 \pm 0.16 \\ 7.65 \pm 0.11 \\ 8.14 \pm 0.14 \end{array}$        | $\begin{array}{c} 7.63 \pm 0.05 \\ 7.67 \pm 0.05 \\ 7.95 \pm 0.05^c \end{array}$                                   | $\begin{array}{c} 7.38 \pm 0.10 \\ 7.80 \pm 0.08 \\ 7.94 \pm 0.08^c \end{array}$                         | $\begin{array}{c} 7.73  \pm  0.24 \\ 7.04  \pm  0.20 \\ 8.15  \pm  0.22 \end{array}$ |
| $\begin{array}{c} \log({\rm O}^{++}/{\rm O}^{+}) \\ 12 {+} \log({\rm N}^{+}/{\rm H}^{+}) \\ 12 {+} \log({\rm N}/{\rm H}) \\ \log({\rm N}/{\rm O}) \end{array}$  | $\begin{array}{c} 0.74 \pm 0.06 \\ 5.68 \pm 0.04 \\ 6.50 \pm 0.06 \\ -1.54 \pm 0.07 \end{array}$                   | $\begin{array}{c} -0.32\pm0.25\\ 6.18\pm0.26\\ 6.35\pm0.26\\ -1.79\pm0.29\end{array}$ | $\begin{array}{c} 0.00  \pm  0.08 \\ 6.52  \pm  0.05 \\ 6.84  \pm  0.06 \\ -1.11  \pm  0.08 \end{array}$           | $\begin{array}{c} 0.42  \pm  0.15 \\ 5.93  \pm  0.06 \\ 6.48  \pm  0.11 \\ -1.45  \pm  0.13 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 0.21;\\ 6.39 \pm 0.12\\ 6.80 \pm 0.22\\ -1.35; \end{array}$        |
| $\begin{array}{c} 12 + \log(\mathrm{S}^+/\mathrm{H}^+) \\ 12 + \log(\mathrm{S}^{++}/\mathrm{H}^+) \\ 12 + \log(\mathrm{S}/\mathrm{H}) \\ \log(\mathrm{S}/\mathrm{O}) \end{array}$                           | $\begin{array}{c} 5.28 \pm 0.03 \\ 6.03 \pm 0.08 \\ 6.24 \pm 0.07 \\ -1.80 \pm 0.10 \end{array}$                   | $5.65 \pm 0.16$<br>   | $\begin{array}{c} 5.61 \pm 0.12 \\ 6.16 \pm 0.10 \\ 6.29 \pm 0.11 \\ -1.66 \pm 0.15 \end{array}$                   | $\begin{array}{c} 5.61 \pm 0.04 \\ 6.17 \pm 0.11 \\ 6.34 \pm 0.10 \\ -1.60 \pm 0.17 \end{array}$         | $6.12 \pm 0.14$  |
| $12 + \log(\mathrm{Ne^{++}/H^{+}})$<br>$12 + \log(\mathrm{Ne/H})$<br>$\log(\mathrm{Ne/O})$  | $\begin{array}{c} 7.18\pm0.06\\ 7.26\pm0.06\\ -0.78\pm0.10\end{array}$   | $\begin{array}{c} 7.22 \pm 0.28 \\ 7.71 \pm 0.28 \\ -0.43 \pm 0.36 \end{array}$       | $\begin{array}{c} 6.96 \pm 0.09 \\ 7.24 \pm 0.09 \\ -0.71 \pm 0.13 \end{array}$                                    |  | <br>   |
| $\begin{array}{l} 12 + \log({\rm Ar}^{+2}/{\rm H}^{+}) \\ 12 + \log({\rm Ar}^{+3}/{\rm H}^{+}) \\ 12 + \log({\rm Ar}/{\rm H}) \\ \log({\rm Ar}/{\rm O}) \end{array}$  | $5.03 \pm 0.07$  | ···<br>···<br>···   | ···<br>···<br>···  | $\begin{array}{c} 5.52 \pm 0.08 \\ 4.61 \pm 0.20 \\ 5.60 \pm 0.10 \\ -2.34 \pm 0.16 \end{array}$         | $5.54 \pm 0.18$<br>  |
| $\begin{array}{l} 12 + \log({\rm Cl}^{++}/{\rm H}^{+}) \\ 12 + \log({\rm Fe}^{++}/{\rm H}^{+}) \\ 12 + \log({\rm Fe}/{\rm H}) \\ \log({\rm Fe}/{\rm O}) \\ 12 + \log({\rm He}^{+}/{\rm H}^{+}) \end{array}$ | $\begin{array}{c} 3.83 \pm 0.14 \\ 5.14 \pm 0.10 \\ 5.86 \pm 0.10 \\ -2.17 \pm 0.11 \\ 10.91 \pm 0.03 \end{array}$ | <br><br>  | $\begin{array}{c} 4.18 \pm 0.32 \\ 5.52 \pm 0.14 \\ 5.79 \pm 0.14 \\ -2.16 \pm 0.15 \\ 10.88 \pm 0.04 \end{array}$ | $\begin{array}{c}\\ 5.47 \pm 0.17\\ 5.95 \pm 0.17\\ -1.99 \pm 0.21\\ 10.94 \pm 0.04 \end{array}$         | <br><br><br>11.0:  |
| $[O/H]^b$   | $-0.63 \pm 0.09$   | -0.52   | $-0.71 {\pm} 0.10$   | $-0.72 \pm 0.13$   | -0.51  |

TABLA 6.21: Abundancias químicas de los objetos analizados en Pox 4, UM 420 y SBS 0926+606.

 $^a\operatorname{Temperaturas}$  electrónicas estimadas a partir de relaciones empíricas.

 $^{b}[{\rm O/H}]{=}({\rm O/H}){-}({\rm O/H})_{\odot},$ usando $({\rm O/H})_{\odot}$  = 8.66  $\pm$  0.05 (Asplund et al. 2004).

 $^{c}$ Considerando la existencia de O $^{+3}$  por la presencia de la línea He II  $\lambda$ 4686, este valor sería ~0.01–0.02 dex mayor.

medidas obtenidas hasta la fecha para este objeto. Dado que se observa con claridad la línea nebular de HeII  $\lambda$ 4686, habría que esperar una contribución de O<sup>+3</sup> para el cálculo de la abundancia total de oxígeno, aunque la contribución resulta marginal, ~0.01–0.02 dex. Para el objeto compañero obtenemos una abundancia de oxígeno algo superior a POX 4, 12+log(O/H) ~ 8.14, aunque similar dentro de los errores. Los valores del cociente N/O también son similares. El cociente O<sup>++</sup>/O<sup>+</sup> es bastante alto para POX 4, O<sup>++</sup>/O<sup>+</sup> ~ 5.5, confirmando que nos encontramos con un objeto con alto grado de ionización.

### Cinemática de POX 4

En la Figura 6.35 se muestra el diagrama posición-velocidad obtenido para la posición de rendija observada en POX 4. Dada la alta intensidad de la línea de  $[O III] \lambda 5007$ , se decidió usar el perfil de ésta en lugar del perfil de H $\alpha$  para obtener el diagrama. Se extrajeron zonas de 4 píxeles (0.8 arcsec) tomándose como referencia la velocidad observada en el centro del objeto #9 (la zona más brillante de la galaxia). El



FIGURA 6.35: Diagrama posición-velocidad para la posición de rendija observada en POX 4.

diagrama muestra un claro patrón irregular y apenas indicios de rotación, lo que indica que el gas ionizado de la galaxia se encuentra muy perturbado, probablemente por la interacción con el objeto compañero cercano (#18). Esta galaxia enana, cuya velocidad radial coincide con la velocidad radial del centro de POX 4, también muestra una cinemática perturbada y, en cierta manera, *acoplada* a la cinemática del objeto principal. No creemos que este objeto enano sea una galaxia enana de marea (TDG): para ello debería encontrarse otro cuerpo independiente que hubiese interaccionado fuertemente con POX 4 y lanzado parte de su material hacia el espacio intergaláctico, algo de lo que no se tienen indicios. Estos hechos refuerzan la hipótesis ya sugerida por Méndez y Esteban (1999) de que la galaxia enana compañera ha atravesado POX 4, desencadenando una fuerte formación estelar a lo largo de toda la galaxia, y perturbando notablemente tanto su morfología como su cinemática. No obstante, estos autores miden una diferencia de velocidad de  $\sim$ 130 km s<sup>-1</sup> entre el objeto enano compañero y el centro de POX 4, algo que no es observado ni con nuestros nuevos datos espectrópicos ni con medidas  $H_{I}$  en interferómetro radio (Ott, comunicación privada).

No podemos determinar la masa Kepleriana de POX 4 a partir del diagrama posición-velocidad presentado en la Figura 6.35 al no tener evidencias de rotación<sup>6</sup>. Tampoco podemos estimar la masa de polvo frío al faltar la medida de  $f_{100 \,\mu\text{m}}$ , pero podemos proporcionar un límite superior,  $M_{dust} \leq 9.3 \times 10^4 \ M_{\odot}$ . El cartografiado HIPASS muestra una detección tentativa de emisión de HI 21 cm en POX 4 (ver Figura 6.36), con la que estimamos  $f_{\rm HI} \sim 0.98$  Jy km s<sup>-1</sup> y  $W_{\rm HI} \sim 65$  km s<sup>-1</sup>. No obstante, recientemente ha sido observada con el interferómetro ATCA (Ott, comunicación privada), obteniéndose unos valores de  $f_{\rm HI}=2.30$  Jy km s<sup>-1</sup> y  $W_{\rm HI}=130$  km s<sup>-1</sup>. Con estos valores, determinamos una masa de gas neutro de  $M_{\rm HI}=1.2\times 10^9 \ M_{\odot}$  y una masa dinámica de  $M_{Dyn}=7.6\times 10^9 \ M_{\odot}$ , siendo los respectivos cocientes masa-luminosidad de  $M_{\rm HI}/L_B \sim 0.23$  y  $M_{Dyn}/L_B \sim 0.92$ . Si estos números son correctos, el 25% de la masa del sistema estaría en forma de H1. Por otro lado, la escala

<sup>&</sup>lt;sup>6</sup>Suponiendo  $M_{Kep}/L_B \sim 0.1$ , la masa Kepleriana de POX 4 sería de  $M_{Kep} \sim 5 \times 10^8 M_{\odot}$ .



FIGURA 6.36: (*Izquierda*): Espectro de HI obtenido por el cartografiado HIPASS en la dirección de POX 4. Las línea roja discontinua corresponde a la velocidad de recesión observada en óptico para POX 4, mientras que las flechas indican el ancho del perfil de la línea de 21 cm usada. (*Derecha*): Imagen de POX 4 comparando la emisión en H $\alpha$  obtenida por Méndez y Esteban (1999) (en escala de rojos) con la emisión en UV (2200 Å) (en escala de azules) obtenida con HST (ver §5.4.4). Varias fuentes muy brillantes en UV se detectan en la región central (#9), así como en las zonas #3, #6 y débilmente en #11, # 17 y #20.

de tiempo de depleción del gas, considerando  $SFR_{FIR} \sim 0.3 \ M_{\odot} \ yr^{-1}$ , es de unos 5 Ga. Ambos hechos sugieren que aún quedan suficientes reservas de HI en el sistema para crear nuevas estrellas, algo que está de acuerdo con la baja metalicidad observada. No obstante, probablemente buena parte de este material haya sido expulsado al medio intergaláctico como consecuencia de la interacción entre los dos objetos. El mapa de HI conseguido por Ott (comunicación privada) no muestra estos rasgos, pero no tiene sensibilidad suficiente dada la debilidad de la emisión. Esta sensibilidad tampoco se vería mejorada sustancialmente usando el interferómetro VLA, habría que esperar a EVLA o, mejor aún, SKA, para ello.

## 6.8.3 Edades de las poblaciones estelares

Méndez y Esteban (1999) encontraron cierta discrepancia entre los valores fotométricos obtenidos para los objetos de POX 4 y las predicciones de los modelos de síntesis de poblaciones de Leitherer y Heckman (1995). La diferencia era especialmente significativa comparando el color B-V con el valor de la anchura equivalente en H $\alpha$  determinada a través de sus imágenes. Hemos comprobado este hecho usando nuestros valores de POX 4 corregidos tanto de emisión nebular como de enrojecimiento y utilizando los nuevos modelos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) para brotes instantáneos con metalicidad 0.2 y 0.4 veces la solar. En la Figura 6.37 representamos  $W(H\alpha)$  en función de los colores U-B y B-V según estos modelos, en comparación con nuestros valores observacionales. La correspondencia es mejor que la encontrada por Méndez y Esteban (1999) pero aún así encontramos algunos



FIGURA 6.37: Anchura equivalente de H $\alpha$ ,  $W(H\alpha)$ , en función de los colores U - B(*izquierda*) y B - V (*derecha*) según los modelos de STARBURST99 (Leitherer et al. 1999) para brotes instantáneos en comparación con los valores obtenidos para los objetos analizados en POX 4 corregidos tanto por enrojecimiento como por emisión nebular.

objetos con diferencias considerables. Al igual que estos autores, creemos que la explicación de esta discrepancia está en la existencia de una población importante de estrellas viejas subyacente a los brotes de formación estelar<sup>7</sup>.

En la Figura 6.38 comparamos los colores de cada objeto observado en POX 4, corregido tanto por extinción como por emisión nebular, con los modelos teóricos de Starburst 99 (Leitherer et al. 1999) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997) para brotes instantáneos con IMF de Salpeter y  $Z/Z_{\odot}=0.2$ . Observamos que, en general, la correspondencia es bastante buena, aunque volvemos a encontrar divergencias en el color B - V de algunos objetos. Las edades obtenidas para los brotes principales de POX 4 coinciden con las determinadas a partir de  $W(H\alpha)$ : algo menores de 5 Ma. Estas edades están de acuerdo con la fuerte emisión en Uv detectada mediante HST (ver Figura 6.36), siendo los objetos #9 (central), #3 y #6 [justo los que poseen mayor valor de  $W(H\alpha)$ ] los más brillantes en Uv. La imagen de HST desvela varias fuentes brillantes y cercanas en la parte central de #9, sugiriendo la existencia de varios cúmulos de estrellas masivas. Los valores integrados de los colores de la galaxia sugieren un brote muy reciente de formación estelar (edad menor a 5 Ma, ver Tabla 6.19) pero también la existencia de una componente estelar subyacente más vieja (edad 200 – 300 Ma). La galaxia enana compañera (#18), pese a tener clara emisión en H $\alpha$ , muestra colores muy rojos, indicando edades de 200 – 300 Ma. Este hecho sugiere que la población vieja en este sistema domina la emisión en el óptico, algo que ya intuíamos por la presencia de absorciones en las líneas de Balmer de su espectro.

El análisis de la distribución espectral de energía (SED) para POX 4 se muestra en la Figura 6.39. Se ha usado una malla de modelos teóricos de brotes de

<sup>&</sup>lt;sup>7</sup>Méndez y Esteban (1999) también sugirieron que una distribución inhomogénea de polvo podría ser responsable de esta diferencia, sobre todo por su efecto sobre el filtro U, pero como precisamente las mayores discrepancias se encuentran al comparar el color B - V nos inclinamos más a considerar el efecto de la población estelar subyacente.



FIGURA 6.38: Diagramas color-color mostrando la comparación de los modelos teóricos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999; línea continua azul) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997; línea discontinua roja) con los colores observados en los objetos de POX 4. Los símbolos representan a la galaxia integrada (cuadrado), la galaxia enana compañera (estrella) y el resto de los objetos analizados (rombos). También se incluyen algunas edades (en Ma) para los modelos de STARBURST 99.

formación estelar instantáneos con edades entre 0 y 10 Ga, suponiendo una IMF de Salpeter con límites de 0.1 y 120  $M_{\odot}$  y metalicidad solar dados por PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997) para comparar con el continuo observado. Hemos tenido en cuenta el enrojecimiento de POX 4 usando el coeficiente  $C(H\beta)$  estimado mediante el decremento Balmer, evitando así problemas de degeneración con las edades. Siempre hemos jugado con la combinación de una SED dada por un objeto dominado por población joven, con la edad obtenida mediante  $W(H\alpha)$ , ~4.5 Ma, y un objeto con población vieja de 250 Ma, según la edad determinada con los colores ópticos vista anteriormente. El mejor ajuste (mostrado en la Figura 6.39) se consigue combinando un modelo con 15% de población joven de 4.5 Ma con 85% de población vieja. Comprobamos que, aunque la formación estelar es intensa, existe una componente subyacente considerable de estrellas viejas creadas en anteriores episodios de formación estelar.



FIGURA 6.39: Espectro de POX 4 comparado con SED sintéticas obtenidas usando el código PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997). La línea roja representa el modelo de población vieja, la línea azul representa al modelo de población joven, la línea negra es un modelo combinando ambos y la línea verde el espectro observado corregido por enrojecimiento. Aunque parezca que existe alguna divergencia en la zona azul del espectro, el ajuste global a la curva del espectro observado es el mejor de todas las combinaciones disponibles.

## 6.8.4 Conclusiones

POX 4 es una galaxia enana de baja metalicidad  $[12+log(O/H)=8.03\pm0.04]$  con fuertes brotes de formación estelar distribuidos a lo largo de todo el sistema. La edad de esta formación estelar es muy reciente, en torno a 3.5 Ma en los casos más jóvenes, detectándose el rasgo de estrellas WR en la zona central de la galaxia. No obstante, existe una población de estrellas más evolucionadas, con edades mayores de 250 Ma, que contribuye a la luminosidad de la galaxia. POX 4 está interaccionando fuertemente con un objeto externo enano, posiblemente de metalicidad similar, que parece haber atravesado el cuerpo principal de la galaxia y deformado tanto su morfología como su patrón cinemático, quizás incluso formando una galaxia anillo (Méndez y Esteban, 1999). Dicha interacción parece haber sido también la responsable del disparo de la formación estelar en esta galaxia.



FIGURA 6.40: Imagen en color de las galaxias UM 420 y UGC 1809 combinando datos en filtros U (azul), B (verde) (ambas obtenidas con el telescopio 2.5m INT) y R (rojo) (imagen obtenida con el telescopio de 2.2m CAHA). Notar el gran contraste en el color entre UM 420 (azul) y UGC 1809 (rojo). El norte está a la izquierda y el este abajo.

# 6.9 UM 420

La galaxia UM 420 (SBS 0218+003, KUG 0218+003) fue detectada mediante el cartografiado en busca de objetos extragalácticos con líneas de emisión realizado, a finales de los años 70 del siglo pasado, por la Universidad de Michigan (UM) usando el telescopio Schmidt Curtis de 61 cm del observatorio de Cerro Tololo (CTIO, Chile). En concreto, aparece por primera vez en el listado IV de dicho catálogo (MacAlpine y Lewis 1978). Posteriormente, ha sido analizada en varias ocasiones tanto fotométricamente (Salzer, MacAlpine y Boroson 1989a; Campos-Aguilar et al. 1993) como espectroscópicamente (Terlevich et al. 1991; Salzer et al. 1989a; Izotov y Thuan 1998, 1999, 2004; Lee, Salzer y Melbourne, 2004). Se encuentra muy cerca de una galaxia brillante, UGC 1809, tal y como se aprecia en la Figura 6.40, aunque localizada espacialmente a mucha menor distancia de la Vía Láctea, por lo que la aparente cercanía es fortuita. Es el grupo de lzotov quien descubre el rasgo WR al detectar la línea ancha de HeII  $\lambda$ 4686 (lzotov y Thuan 1998), por lo que es incluida en el catálogo de galaxias WR de Schaerer et al. (1999). El reanálisis de los espectros que realizan Guseva et al. (2001) sugiere también la presencia de las líneas C IV  $\lambda$ 4658 y C IV  $\lambda$ 5808, indicando la posible presencia de estrellas del tipo WCE.



FIGURA 6.41: (*Izquierda*) Imagen profunda de UM 420 (señalada con una flecha) y UGC 1809 (la espiral al oeste) en el filtro R (2.5m INT), saturando la imagen para detectar los objetos más debiles. (*Derecha*) Imagen profunda sin saturar obtenida en el filtro B (2.2m CAHA) identificando cada objeto e incorporando la posición de rendija usada en 4.2m WHT.

## 6.9.1 Resultados fotométricos

UM 420 es la galaxia más lejana analizada en esta tesis: su velocidad radial es de  $v_r$ =17500 km s<sup>-1</sup>, prácticamente igual al corregir por GSR (ver Tabla 5.9), encontrándose pues a 237 Mpc de distancia (suponiendo un flujo de Hubble con  $H_0$ = 75 km s<sup>-1</sup>Mpc<sup>-1</sup>). Un segundo de arco equivale a 1.15 kpc a esa distancia. En la Figura 6.41 se muestra una imagen profunda: observamos que se encuentra a sólo 16.5" hacia el este de la galaxia espiral UGC 1809. NED proporciona un valor de 7306 km s<sup>-1</sup> para la velocidad radial de este segundo objeto. Por lo tanto, se sitúa a 97 Mpc de distancia, mucho más cercana que UM 420. En realidad, a ésta la observamos por detrás de las zonas externas del disco de UGC 1809. Una *nota esencial* proporcionada por NED avisa que UM 420 es probablemente una región H II en UGC 1809, pero vemos que esto en absoluto es así.

Pese a su lejanía, las imágenes revelan que UM 420 posee una estructura irregular, alargada con un AP aproximado de 45°, constituyéndose dos zonas alargadas que surgen en direcciones opuestas desde la zona central. La región más austral parece, además, ampliarse hacia el oeste en su zona final. En total, el tamaño de UM 420 es de  $\sim$ 7.2" (=8.3 kpc). A unos 18" al sur hacia el este del centro de UM 420 se encuentra una estrella brillante que, afortunadamente, no molesta para nuestro estudio.



FIGURA 6.42: Mapas de contornos de UM 420 en imágenes H $\alpha$  (sustraido de continuo), B y J. El nivel más externo corresponde con  $3\sigma$  del brillo del cielo. Tener en cuenta la distinta orientación y escala de los distintos mapas.

TABLA 6.22: Resultados de la fotometría de UM 420. E(B-V) se determinó a partir del  $C(\mathrm{H}\beta)$  estimado mediante espectroscopía.

| Objeto                         | E(B-V)   | $m_B$  | $M_B$  | U - B  | B - V  | V - R  | V - J  | J - H  | $H - K_s$   |
|--------------------------------|--|--|--|--|--|--|--|--|---|
| $UM420 \\ UM420C^b \\ UGC1809$ | ${0.06 {\pm} 0.01 \\ 0.06 {\pm} 0.01 \\ 0.04^a}$ | $\begin{array}{c} 17.32{\pm}0.03\\ 19.35{\pm}0.03\\ 15.02{\pm}0.03\end{array}$ | $^{-19.55\pm0.03}_{-17.52\pm0.03}_{-19.92\pm0.03^d}$ | $^{-0.80\pm0.06}_{-1.00\pm0.06}_{0.12\pm0.06}$ | $\begin{array}{c} 0.31 {\pm} 0.06 \\ 0.11 {\pm} 0.06 \\ 0.49 {\pm} 0.06 \end{array}$ | ${\begin{array}{c} 0.13 {\pm} 0.06^c \\ 0.18 {\pm} 0.06 \\ 0.50 {\pm} 0.06 \end{array}}$ | $\begin{array}{c} 0.77 {\pm} 0.12 \\ 0.47 {\pm} 0.12 \\ 1.40 {\pm} 0.10 \end{array}$ | ${}^{0.41\pm0.12}_{0.32\pm0.12}_{0.68\pm0.12}$ | $0.12 \pm 0.16$<br>$0.13 \pm 0.16$<br>$0.22 \pm 0.14$ |
| $^{\#1}_{\#2}$                 | $0.04^{a}$<br>$0.04^{a}$                         | $^{18.61\pm0.04}_{19.92\pm0.04}$   |  | $^{-0.48\pm0.08}_{-0.05\pm0.10}$               | $_{0.66\pm0.07}^{0.66\pm0.07}_{0.97\pm0.07}$   | $0.58 {\pm} 0.06 \\ 0.73 {\pm} 0.06$   |  |  |   |

<sup>a</sup> Valor de la extinción Galáctica,  $E(B - V)_G = 0.036$  (Schlegel et al. 1998).

<sup>b</sup> Sólo zona central. Corrigiendo emisión del gas  $\Delta(U-B)_e = -0.04, \Delta(B-V)_e = -0.35, \Delta(V-R)_e = 0.30$  y  $\Delta(V-J)_e \sim 0.5$ . <sup>c</sup> Valor contaminado por la emisión en H $\alpha$ . Corrigiendo con nuestro valor del flujo H $\alpha$ ,  $(V-R) \sim 0.25$ .

<sup>d</sup> Calculado usando  $V_r$ =7306 km s<sup>-1</sup> (dado por NED), D=97.4 Mpc.

#### Fotometría en filtros anchos

Recogemos en la Tabla 6.22 los resultados fotométricos obtenidos al analizar las imágenes en óptico y NIR. Como es habitual, usamos el coeficiente de enrojecimiento  $C(H\beta)$  estimado a partir de nuestro espectro para corregir por extinción. También se corrigió la emisión del gas, muy importante en la zona central de este objeto, tal y como se indica en la Tabla 6.22. La magnitud absoluta de UM 420,  $M_B = -19.55$ , indica que no se trata de un objeto enano. A pesar de la buena calibración en flujo de las imágenes y de haber corregido por extinción, observamos ciertas discrepancias en los valores fotométricos de UM 420: aunque el color U - B es muy azul, el resto de colores no lo son tanto. Este hecho posiblemente tiene su origen en que dichos colores se encuentran contaminados por la emisión de las zonas externas del disco de la galaxia UGC 1809 (ver Figura 6.42), dominado por una población de estrellas mucho más evolucionada que la presente en UM 420. Los dos objetos adicionales analizados muestran colores rojos (aunque #1 parece mostrar una población importante de estrellas jóvenes dado su color U - B), siendo galaxias de fondo.

#### Fotometría en $\mathbf{H}\alpha$

Es la primera vez que se analiza UM 420 en imágenes en H $\alpha$ . En la Figura 6.42 mostramos el mapa de contornos de la imagen neta en H $\alpha$  y los mapas de contornos en filtros B y J. En esta ocasión, el continuo se sustrajo teniendo en cuenta, además de las estrellas de campo no saturadas, la eliminación del disco de UGC 1809. Comprobamos que la emisión en H $\alpha$  ocupa completamente toda la región que cubre UM 420 en filtros anchos. Pero esto no se cumple estrictamente en la zona más austral, donde la emisión en H $\alpha$  parece dirigirse hacia el sur en lugar de hacia el oeste como ocurre en los filtros ópticos. Al calibrar en flujo nuestra imagen obtenemos un valor de  $f_{\mathrm{H}\alpha}$ =(6.95±0.43)×10<sup>-14</sup> erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>(ver Tabla 6.19) para el flujo integrado en H $\alpha$  (corrigiendo tanto por extinción como por contaminación de las líneas de [NII] usando nuestros valores espectroscópicos), lo que se traduce en una luminosidad de  $L_{\rm H\alpha}$ =(4.68 $\pm$ 0.29) $\times$ 10<sup>41</sup> erg s<sup>-1</sup> a la distancia a la que se sitúa UM 420. Con esta luminosidad sería necesaria una población de más de 340000 estrellas O7V equivalentes. El ritmo de formación estelar es, usando la relación de Kennicutt (1998),  $SFR_{H\alpha}$ =3.71±0.23  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup>. Hopkins, Schulte-Ladbeck y Drozdovsky (2002) proporcionan un valor para la luminosidad en 1.4 GHz de UM 420 (ver Tabla 5.11), con el que obtenemos  $SFR_{1.4\,{
m GHz}}$ =1.85±0.85  $M_{\odot}\,{
m yr}^{-1}$  (para  $M \ge 5M_{\odot}$ ) y  $SFR_{1.4 \, GHz} = 8.8 \pm 4.0 M_{\odot} \, \text{yr}^{-1}$  (para  $M \ge 0.1M_{\odot}$ ) siguiendo las relaciones de Dopita et al. (2002). Esta estimación está de acuerdo, dentro de los errores, con el ritmo de formación estelar determinado usando nuestro valor de H $\alpha$ . La alta anchura equivalente estimada para UM 420,  $W(H\alpha)=980$  Å, nos indica la juventud del último brote de formación estelar, con una edad de 4.3 Ma. El flujo no térmico a 1.4 GHz, usando nuestro flujo en Hlpha y la expresión dada por Dopita et al. (2002), es del 90%.

## 6.9.2 Resultados espectroscópicos

Mostramos en la Figura 6.43 los espectros de UM 420 y UGC 1809 obtenidos usando el espectrógrafo ISIS instalado en el telescopio 4.2m WHT. Observamos la gran diferencia existente entre ambos espectros, estando el primero dominado por líneas de emisión y encontrando el segundo carente de ellas. Hemos realizado un análisis simple al espectro de UGC 1809 para determinar su *redshift* y clasificación usando tareas típicas de IRAF. Se muestra en la Figura 6.43 (abajo) las líneas de absorción identificadas automáticamente, destacando CaII H,K, la banda G y MgI  $\lambda$ 5167. Con ellas, determinamos que UGC 1809 es una espiral del tipo S0 y tiene un *redshift* de *z*=0.0243, lo que se traduce en una velocidad radial de  $v_r$ =7290 km s<sup>-1</sup>, en excelente acuerdo con la medida proporcionada por NED ( $v_r$ =7306 km s<sup>-1</sup>).

Por otro lado, el espectro de UM 420 no muestra nada de absorción, ni siquiera en las líneas de Balmer del hidrógeno. Detectamos con relativo error la línea de HeII  $\lambda$ 4686 sobre el WR *bump* azul (sobre el que también aparece claramente la línea de [FeIII]  $\lambda$ 4656). Esta observación nos confirma la existencia de una población de estrellas jóvenes y masivas en UM 420. Listamos todas las líneas de emisión observadas en UM 420, así como otros datos importantes del espectro, en la Tabla 6.20.



FIGURA 6.43: Espectros obtenidos de UM 420 (*arriba*) con el telescopio 4.2m WHT, indicando las líneas más importantes. No están corregidos por enrojecimiento. Se incluye el espectro azul de la galaxia UGC 1809 (*abajo*), no corregido por desplazamiento Doppler.

#### Condiciones físicas del gas ionizado

La detección de la línea auroral de [O III]  $\lambda$ 4363 nos ha permitido calcular de forma directa la temperatura electrónica de alta excitación del gas, encontrando un valor de  $T_e(O III)=13200\pm600$  K. También se detecta, con mucho error, la línea auroral [N II]  $\lambda$ 5755, con la que obtenemos  $T_e(N II)\sim11800$  K para la temperatura de baja excitación. Precisamente éste es el valor proporcionado por la relación de Garnett (1992) entre  $T_e(O III)$  y  $T_e(O II)$ , por lo que lo tomaremos como correcto. La densidad electrónica estimada mediante el doblete de [S II]  $\lambda\lambda$ 6716,6731 estaba debajo del límite de baja densidad, pero no la encontrada con el doblete de [O II]  $\lambda\lambda$ 3726,3729,  $n_e\sim140$  cm<sup>-3</sup>. El coeficiente de enrojecimiento se determinó usando 6 líneas de Balmer de H I, proporcionando un valor muy consistente de  $C(H\beta)$  y  $W_{abs}$  entre las 5 parejas:  $C(H\beta)=0.09\pm0.01$  y  $W_{abs}=2.0\pm0.1$  (ver Figura 6.44, izquierda). Los diagramas de diagnóstico de Dopita et al. (2000) y Kewley et al. (2001) indican que UM 420 se clasifica inequívocamente como starburst.

### Abundancias químicas

En la Tabla 6.21 recopilamos las abundancias químicas determinadas para UM 420. La abundancia de oxígeno obtenida es  $12+\log(O/H)=7.95\pm0.05$ , en excelente acuerdo con medidas anteriores ofrecidas por Izotov y Thuan (1998),  $12+\log(O/H)=7.93\pm0.05$ . Nuestro valor no tiene en cuenta la pequeña contribución de  $O^{+3}$  existente en el gas (porque detectamos la línea de He II  $\lambda$ 4686), pero ésta es marginal, menor a 0.01 dex. Encontramos un valor de  $\log(N/O)=-1.11\pm0.08$ , también



FIGURA 6.44: (*Izquierda*) Estimación interactiva de  $C(H\beta)$  y  $W_{abs}$  en UM 420 usando 6 líneas de Balmer de nuestro espectro. (*Derecha*) Diagrama posición-velocidad de UM 420 obtenido usando un AP de 90°. Las ordenadas crecen hacia el oeste.

idéntico al proporcionado por esos autores,  $\log(N/O) = -1.08 \pm 0.12$ . Este valor es algo alto para un objeto con la abundancia de oxígeno de UM 420, algo que ya fue apuntado por Pustilnik et al. (2004), quien sugirió que la sobreabundancia de nitrógeno podría estar conectada con fenómenos de fusión de galaxias y con la fase WR de *starbursts* muy energéticos. Profundizaremos en el tema de la sobreabundancia de nitrógeno como consecuencia de contaminación por vientos de estrellas WR cuando analicemos NGC 5253 en el Capítulo 9. Nuestra determinación de la abundancia de neón en UM 420,  $\log(Ne/O) = -0.71 \pm 0.13$ , también es similar a la dada por Izotov y Thuan (1998),  $\log(Ne/O) = -0.74 \pm 0.10$ . Sin embargo, estos autores no calcularon la abundancia de azufre; nuestros datos proporcionan un valor de  $\log(S/O) = -1.66 \pm 0.15$ , típico para BCDGs (Izotov y Thuan, 1999).

#### Cinemática

En la Figura 6.44 (derecha) se muestra el diagrama posición-velocidad obtenido para la posición de rendija observada en UM 420. Se analizó tanto el perfil de la línea de H $\alpha$  como la de H $\beta$ . Para H $\alpha$  se extrajeron zonas de 3 píxeles (1.08"), mientras que para H $\beta$  se emplearon 4 píxeles (0.8"). Comprobamos que el diagrama es idéntico en los dos perfiles. Pese a los pocos puntos observados, apreciamos un gradiente de unos 30 km s<sup>-1</sup> desde el extremo más oriental hasta el centro de la galaxia, para luego invertirse esta tendencia en la zona oeste de UM 420. En esta región, situada justo sobre el comienzo de la cola NO, aparece un gradiente de velocidad en dirección al observador de ~70 km s<sup>-1</sup> en escasos 4" (~4.6 kpc).

Este diagrama no nos permite hacer ninguna estimación de la masa kepleriana, al no encontrar un patrón de rotación. No se tienen medidas de UM 420 en la línea de 21 cm de HI ni existen datos en FIR proporcionados por el satélite IRAS. Por lo tanto, no podemos realizar ninguna estimación de la masa de este objeto.



FIGURA 6.45: Diagramas color-color mostrando la comparación de los modelos teóricos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999; línea continua azul) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997; línea discontinua roja) con los colores observados en UM 420. Los símbolos representan al centro de la galaxia (estrella), la galaxia en su conjunto (cuadrado) y UGC 1809 (triángulo). También se incluyen algunas edades (en Ma) para los modelos de STARBURST 99.

## 6.9.3 Edades de las poblaciones estelares

En la Figura 6.45 comparamos los colores de UM420 y UGC 1809, corregidos tanto por extinción como por emisión nebular (en caso de UM 420), con los modelos teóricos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997) para brotes instantáneos con IMF de Salpeter y  $Z/Z_{\odot}=0.2$ . También incluimos los valores de los colores observados en la zona central de UM 420. Excepto para UGC 1809, observamos cierto desacuerdo entre las observaciones y los modelos. Posiblemente, tal y como se explicó anteriormente, la causa sea que vemos UM 420 a través de la parte externa del disco de UGC 1809, siendo los colores contaminados por la población de estrellas viejas (edades mayores de 500 Ma) encontradas en esta galaxia espiral. El color U - B, poco modificado por este efecto, proporciona edades inferiores a 5 Ma para el último brote de formación estelar, en concordancia con el valor estimado mediante  $W(H\alpha)$  (ver Tabla 6.19). No obstante, no podemos decir nada sobre la probable componente de baja luminosidad compuesta por estrellas evolucionadas de UM 420, puesto que no se observa, aunque

sí parece que es la población de estrellas jóvenes la que dominan completamente la luminosidad del sistema.

## 6.9.4 Conclusiones

UM 420 es una galaxia *starburst* muy azul que está sufriendo un intenso brote de formación estelar. Pese a su lejanía, observamos una región central y dos aparentes zonas externas que se desarrollan en direcciones opuestas, ambas muy brillantes en H $\alpha$ . Los colores proporcionan edades muy jóvenes para el último brote de formación estelar, en torno a 4.5 Ma, aunque sus colores integrados se hallan posiblemente contaminados por las zonas rojizas externas del disco de la cercana galaxia espiral UGC 1809. Esta galaxia, mucho más cercana que UM 420 (localizada a 97 Mpc; UM 420 está a 237 Mpc), ha sido clasificada como S0. La abundancia de oxígeno determinada para UM 420 es 12+log(O/H)=7.95±0.05, en concordancia con anteriores medidas. Confirmamos cierto exceso de nitrógeno en este objeto, al estimar log(N/O)=-1.11. Detectamos el rasgo WR en el espectro integrado de UM 420. La cinemática del sistema, analizada usando la emisión del gas, parece mostrar gradientes de velocidad en los inicios de las zonas extendidas observadas en el óptico. Este último hecho sugiere que UM 420 podría estar sufriendo cierto grado de interacción.



FIGURA 6.46: Imagen en color de la pareja de galaxias SBS 0926+606 combinando datos en filtros *B* (azul), *V* (verde) (obtenidos con el telescopio 2.56m NOT) y H $\alpha$  (rojo) (obtenido con el telescopio 2.2m CAHA). Se aprecia tanto la estructura cometaria de B como el doble núcleo de A, destacando la fuerte emisión nebular en el centro de ambos objetos.

# 6.10 SBS 0926+606A

SBS 0926+606A es una galaxia enana compacta azul (BCDG) perteneciente al *Second Byurakan Sky Survey, SBS* (Stepanian 1994 y referencias), catálogo de 2978 objetos realizado con el telescopio Schmidt de 1 m del Observatorio Byurakan, en Armenia, como consecuencia del éxito del catálogo *First Byurakan Sky Survey* confeccionado por Markarian y colaboradores (Markarian et al. 1983,1989) para buscar objetos con fuerte exceso de radiación UV. Posiciones precisas de los objetos pertenecientes al SBS fueron publicadas por Bicay et al. (2000), quienes identifican 1401 galaxias. Nuestra muestra de galaxias WR posee 10 objetos<sup>8</sup> pertenecientes al catálogo SBS.

SBS 0926+606 es en realidad una pareja de objetos compactos cercanos (ver Figura 6.46), denotados como A (la galaxia compacta en la que el rasgo WR es detectado) y B (PGC 26955, IRAS 09263+6039, objeto más extenso localizado a 73 arcsec al N de la galaxia A), con la misma velocidad radial ( $V_r$ =4090 para A y  $V_r$ =4122 para B según NED). SBS 0926+606 A ha sido estudiado espectroscópicamente por el grupo de Izotov y colaboradores para determinar la abundancia de helio primor-

 $<sup>^8{\</sup>rm HCG}$  31 AC también está clasificada como SBS 0459-043, Mkn 1199 es SBS 0720+335, Mkn 5 se conoce como SBS 0635+756 y UM 420 recibe la designación adicional de SBS 0218+003, ver Tabla 5.1.



FIGURA 6.47: Imagen profunda de la pareja de galaxias SBS 0926+606 combinando las exposiciones en filtros U,  $B \ge V$  (2.56m NOT). A la izquierda se muestra el campo alrededor de las galaxias, saturando la imagen para detectar los objetos más débiles, algunos de los cuales están identificados. Se aprecia la estructura cometaria de B y la morfología distorsionada en A. Se incluye la posición de rendija usada para la toma de los datos espectroscópicos en 4.2m WHT. Las imágenes de la derecha muestran el cuerpo de A (*abajo*) y B (*arriba*) sin saturar, identificándose el doble núcleo en A y la concentración central en B.

dial (Izotov, Thuan y Lipovetsky, 1997; Izotov y Thuan, 1998) y las abundancias de elementos pesados en BCDG (Izotov y Thuan, 1999). Posteriores estudios espectroscópicos se llevaron a cabo por Pérez-Montero y Díaz (2003) y Kniazev et al. (2004), quienes la incluyeron en su anális de galaxias con fuertes líneas de emisión del SDSS. Fueron Izotov, Thuan y Lipovetsky (1997) quienes descubrieron el rasgo WR en esta galaxia, detectando el WR *bump* azul (tanto la línea de HeII  $\lambda$ 4686 como la línea ancha, ésta muy contaminada por fuerte emisión nebular) y fuertes rasgos de emisión de SiIII  $\lambda$ 4565 y HeI/NII  $\lambda$ 5047, por lo que Schaerer et al. (1999) la incluyó en su catálogo de galaxias WR. Guseva et al. (2000) revisan las propiedades de las estrellas masivas de esta galaxia. Izotov, Thuan y Lipovetsky (1997) también indicaron la presencia de componentes anchas de baja intensidad en las líneas de emisión de H $\alpha$  y [O III]  $\lambda$ 5007.

Pocos datos más existen de esta pareja de galaxias: apenas medidas fotométricas [magnitud azul por Bicay et al. (2000) y Pustilnik et al. (2001), datos en NIR por 2MASS pero con mucho error], sólo detectada en 60  $\mu$ m por el satélite IRAS, medida del continuo de 1.4 GHz por Hopskins et al. (2002) y analizada en radio por Thuan et al. (1999), Pustilnik et al. (2002) y Huchtmeier, Krishna y Petrosian (2005).

TABLA 6.23: Resultados de la fotometría en filtros anchos de SBS 0926+606. El E(B-V) se obtuvo a partir del  $C(H\beta)$  determinado para cada galaxia, excepto para los objetos de fondo, para los que se usó la extinción galáctica. Excepto para el caso de la componente subyacente de baja luminosidad (notada como UC), todos los colores han sido corregidos por emisión del gas dada la intensidad de las líneas de emisión en estos objetos.

| Objeto  | E(B-V)  | $m_B$  | $M_B$  | U - B  | B - V   | V - R  | V - J   | J - H  | $H - K_s$                          |
|---|---|--|--|--|---|--|---|--|------------------------------------|
| $A^b$<br>A1 <sup>b</sup>                          | $0.08 \pm 0.02$<br>$0.08 \pm 0.02$                    | $16.45 \pm 0.03$<br>$17.51 \pm 0.03$                     | $-17.29 \pm 0.03$<br>$-16.23 \pm 0.03$                     | $-0.75 \pm 0.06$<br>$-0.77 \pm 0.06$               | $0.01 \pm 0.06$<br>$-0.02 \pm 0.06$                   | $0.14 \pm 0.06$<br>$0.10 \pm 0.06$                     | $0.54 {\pm} 0.06$<br>$0.34 {\pm} 0.08$                | $0.21 \pm 0.06$<br>$0.18 \pm 0.08$           | $0.15 \pm 0.08$<br>$0.11 \pm 0.08$ |
| $A2^b$<br>$A_{UC}$                                | $_{0.08\pm0.02}^{0.08\pm0.02}$                        | $17.92 {\pm} 0.03$<br>$19.15 {\pm} 0.04$                 | $^{-15.82\pm0.03}_{-14.59\pm0.04}$                         | $^{-0.84\pm0.06}_{-0.20\pm0.10}$                   | $^{-0.05\pm0.06}_{0.25\pm0.08}$                       | $_{\substack{0.08\pm0.06\\0.32\pm0.08}}^{0.08\pm0.06}$ | $_{0.29\pm0.08}^{0.29\pm0.08}_{0.98\pm0.10}$          | $_{0.18\pm0.08}^{0.18\pm0.08}_{0.55\pm0.10}$ | $_{0.09\pm0.12}^{0.12\pm0.08}$     |
| $B^c$<br>$Bc^c$<br>$B^c$                          | $0.12 \pm 0.02$<br>$0.12 \pm 0.02$<br>$0.12 \pm 0.02$ | $16.37 \pm 0.04$<br>$18.84 \pm 0.04$<br>$17.21 \pm 0.02$ | $-17.37 \pm 0.04$<br>$-14.90 \pm 0.04$<br>$16.52 \pm 0.02$ | $-0.51\pm0.08$<br>$-0.87\pm0.08$<br>$0.54\pm0.06$  | $0.08 \pm 0.06$<br>$0.04 \pm 0.06$<br>$0.12 \pm 0.06$ | $0.20 \pm 0.06$<br>$0.11 \pm 0.06$<br>$0.16 \pm 0.06$  | $0.83 \pm 0.06$<br>$0.52 \pm 0.12$<br>$0.75 \pm 0.06$ | $0.29 \pm 0.06$                              | $0.18 \pm 0.08$                    |
| $\mathbf{B}_{obj}^{HB}$<br>$\mathbf{B}_{obj}^{C}$ | $0.12\pm0.02$<br>$0.12\pm0.02$<br>$0.12\pm0.02$       | $17.21\pm0.03$<br>$21.60\pm0.12$<br>$16.69\pm0.04$       | $-12.14\pm0.12$<br>$-17.05\pm0.04$                         | $-0.54\pm0.00$<br>$-0.58\pm0.20$<br>$-0.33\pm0.10$ | $0.13\pm0.00$<br>$0.06\pm0.12$<br>$0.30\pm0.08$       | $0.10 \pm 0.00$<br>$0.10 \pm 0.08$<br>$0.29 \pm 0.08$  | $0.75\pm0.00$<br>$0.80\pm0.20$<br>$1.10\pm0.10$       | 0.20±0.00<br><br>0.50±0.10                   | 0.10±0.08<br><br>0.11±0.12         |
| #1  | $0.03^{a}$  | $22.5 \pm 0.2$   |  |  | 0.6±0.3   | 0.7±0.2  |   |  |                                    |
| $^{\#2}_{\#3}$                                    | $0.03^{a}$<br>$0.03^{a}$                              | $20.8\pm0.1$<br>$20.6\pm0.1$                             |  | -0.1:<br>0.0:                                      | $0.9\pm0.2$<br>$0.51\pm0.18$                          | $0.87 \pm 0.18$<br>$0.63 \pm 0.15$                     |   |  |                                    |
| $^{\#4}_{\#5}$                                    | $0.03^{a}$<br>$0.03^{a}$                              | $21.7 \pm 0.1$<br>$22.1 \pm 0.2$                         |  |  | $0.9 \pm 0.2$<br>$0.7 \pm 0.3$                        | $2.1 \pm 0.2$<br>$0.9 \pm 0.2$                         | $2.5 \pm 0.2$   | 0.5:   |                                    |
| X   | $0.03^{a}$  | $24.4:^{d}$  |  |  | 2.4:  | $1.4 {\pm} 0.2$  | $4.4 {\pm} 0.2$                                       | $1.07 {\pm} 0.14$                            | $0.65{\pm}0.18$                    |

<sup>a</sup> Valor de la extinción Galáctica,  $E(B - V)_G = 0.03$  (Schlegel et al. 1998).

<sup>b</sup> Colores corregidos por la emisión del gas usando  $\Delta(U-B)_e=0.04$ ,  $\Delta(B-V)_e=-0.35$ ,  $\Delta(V-R)_e=0.17$  y  $\Delta(V-J)=-0.40$ . <sup>c</sup> Colores corregidos por la emisión del gas usando  $\Delta(U-B)_e=0.03$ ,  $\Delta(B-V)_e=-0.08$ ,  $\Delta(V-R)_e=0.06$  y

 $\Delta(V-J)=-0.10.$ <sup>d</sup> La magnitud de este objeto en B es muy incierta. Su magnitud en V es  $m_V=22.1\pm0.1$ , alcanzando en  $K_s$  una magnitud de  $m_{K_s}=15.91\pm0.12$ , esto es, tiene  $V-K_s\sim 6.2$ .

#### 6.10.1**Resultados fotométricos**

En la Figura 6.47 se muestra la imagen profunda de SBS 0926+606 conseguida al combinar las exposiciones en filtros U,  $B \neq V$  obtenidas con el telescopio 2.56m NOT. Se identifican ambas galaxias, así como algunos objetos débiles cercanos. La pareja de galaxias está situada a 55.9 Mpc (ver Tabla 5.9); a esa distancia un segundo de arco equivale a 271 pc. Posiblemente, la Figura 6.47 sea la imagen más profunda del sistema obtenida hasta la fecha. Nos revela dos objetos con morfologías muy irregulares. SBS 0926+606B es un objeto con forma cometaria, con una región central brillante (designada como c en la Figura 6.47) en el extremo oriental de una estructura alargada y brillante (que designaremos como MB). La galaxia se encuentra inmersa en una componente extensa de baja luminosidad (designada como UC) en donde se adivinan dos colas hacia el W, siendo la inferior bastante débil. La cola superior termina sobre un objeto (denominado como obj) que parece no ser estelar y que muestra colores azules.

Por otro lado, SBS 0926+606A, la galaxia clasificada como WR, muestra dos estructuras centrales brillantes y muy cercanas, separadas por sólo 2.6" (=705 pc) y que notaremos como A1 (la más oriental) y A2 (la occidental). Ambas condensaciones muestran colores muy azules y fuerte emisión en H $\alpha$ . La imagen sin saturar (Figura 6.47, derecha y abajo) revela tres estructuras arqueadas que surgen desde A1, una de ellas alcanzando A2. A1 es algo más extensa que A2, pero ésta parece más concentrada. También es importante en SBS 0926+606A la componente de baja luminosidad, irregular, que se extiende mucho más allá del doble núcleo central.

#### Fotometría en filtros anchos

En la Tabla 6.23 recopilamos los resultados de la fotometría de apertura realizada en filtros anchos para ambas galaxias y objetos cercanos. Hemos corregido tanto por extinción usando el coeficiente de enrojecimiento determinado para el espectro de cada galaxia (ver siguiente sección) como por emisión del gas usando nuestros valores espectroscópicos y el procedimiento explicado en §5.2.1<sup>9</sup>. El objeto A muestra colores muy azules, con  $(U-B)_e \sim -0.8$ ,  $(B-V)_e \sim 0$  y  $(V-R)_e \sim 0.1$ ,  $(V-R)_e \sim 0.1$  $J_{e} \sim 0.5$ , como se espera de una galaxia compacta azul. No obstante, los colores de la componente de baja luminosidad son mucho más rojos, indicando que está constituida fundamentalmente por una población de estrellas más evolucionadas. SBS 0926+606B muestra también colores azules pero no tanto como su galaxia compañera, excepto en la pequeña zona central c y el objeto situado al final de la cola norte. Este objeto podría ser un candidato a galaxia enana de marea, aunque dado su débil brillo ( $M_B \sim -12.1$ ) posiblemente no llegase a ser una entidad cinemáticamente independiente y terminara fusionándose con la galaxia principal. La componente de baja luminosidad de SBS 0926+606B también muestra colores rojos, indicando que está dominada por estrellas viejas.

La Figura 6.48 muestra los mapas de contornos de SBS 0926+606 A y B para los filtros B y J. Las imágenes en B son lo suficientemente profundas como para apreciar bien las estructuras irregulares que constituyen las isofotas más externas, revelando en A el doble núcleo y la envoltura difusa que lo rodea y en B las dos colas que surgen hacia el oeste, rasgos que también se aprecian en la imagen en J (con mucha menor resolución espacial). Es interesante notar el extraordinario cambio de brillo que sufre el objeto X entre las imágenes en B y J: mientras en la primera apenas se detecta, en la segunda llega a ser más brillante que algunos objetos cercanos. De hecho, este objeto está muy enrojecido, al mostrar colores:  $V - J \sim 4.4$  y  $V - K_s \sim 6.2$  (ver Tabla 6.23). Dada la latitud galáctica a la que se encuentra (43°), posiblemente se trate de un objeto con un corrimiento al rojo muy alto. El resto de los objetos cercanos analizados son galaxias de fondo, según indican sus valores fotométricos.

#### Fotometría en $\mathbf{H}\alpha$

SBS 0926+606 se observó en filtros de H $\alpha$  y continuo adyacente usando el telescopio 2.2m CAHA. El mapa de contornos de la imagen en H $\alpha$  neta (sustraída de continuo)

 $<sup>^9</sup>$ Para corregir por la emisión de [O II]  $\lambda 3728$  y [O III]  $\lambda 5007$ , líneas no observadas en nuestros espectros (ver siguiente sección), consideramos el valor medio de las anchuras equivalentes de objetos con anchuras equivalentes en H $\alpha$ y metalicidades similares a las observadas en SBS 0926+606.



FIGURA 6.48: Mapas de contornos de SBS 0926+606 A (*abajo*) y B (*arriba*) en imágenes H $\alpha$  (sustraido de continuo), B y J. El nivel más externo corresponde con  $3\sigma$  del brillo del cielo. La escala es logarítmica.

TABLA 6.24: Resultados de la fotometría en H $\alpha$  de la pareja de galaxias que constituyen SBS 0926+606. El flujo mostrado está corregido tanto por contaminación por las líneas de [N II] como por extinción.

| Objeto                   | Flujo $(10^{-13}$<br>erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup> )  | Luminosidad $(10^{41} \text{ erg s}^{-1})$   | $M_{\rm HII}$<br>(10 <sup>6</sup> $M_{\odot}$ )  | $\begin{array}{c} M_{\star} \\ (10^6 \ M_{\odot}) \end{array}$   | ${ m SFR}$<br>$(M_{\odot} { m yr}^{-1})$   | $W(\mathrm{H}lpha)$<br>(Å)  | Edad<br>(Myr)                     |
|--------------------------|--|--|--|--|--|---|-----------------------------------|
| A<br>A1<br>A2<br>B<br>Bc | $\begin{array}{c} 2.52 \pm 0.12 \\ 1.46 \pm 0.11 \\ 1.06 \pm 0.09 \\ 0.631 \pm 0.056 \\ 0.327 \pm 0.031 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 0.943 \pm 0.045 \\ 0.546 \pm 0.041 \\ 0.396 \pm 0.034 \\ 0.236 \pm 0.021 \\ 0.122 \pm 0.012 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 1.40  \pm  0.07 \\ 0.81  \pm  0.06 \\ 0.59  \pm  0.05 \\ 0.35  \pm  0.03 \\ 0.18  \pm  0.02 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 3.59 \pm 0.17 \\ 2.08 \pm 0.16 \\ 1.51 \pm 0.13 \\ 4.76 \pm 0.42 \\ 2.47 \pm 0.23 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 0.75 \pm 0.04 \\ 0.43 \pm 0.03 \\ 0.31 \pm 0.03 \\ 0.19 \pm 0.02 \\ 0.10 \pm 0.01 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 600 \pm 40 \\ 670 \pm 50 \\ 510 \pm 60 \\ 130 \pm 20 \\ 220 \pm 40 \end{array}$ | $4.8 \\ 4.7 \\ 4.9 \\ 6.7 \\ 5.9$ |

para la pareja de galaxias se muestra en la Figura 6.48. En SBS 0926+606A observamos con claridad el doble núcleo y una envoltura conjunta elíptica, con el eje mayor en dirección NO. No obstante, el mapa de contornos en filtros anchos (*B* o *J* en la Figura 6.48) muestra una orientación distinta para la componente de baja luminosidad (en dirección O). Por otro lado, SBS 0926+606 B tiene una estructura alargada coincidente con la zona MB descrita en filtros anchos y con una condensación central hacia el E. Aunque su brillo superficial es muy bajo, parece adivinarse una débil pluma en emisión en H $\alpha$  que surge hacia el S, perpendicularmente a la orientación dada por MB. Si este rasgo fuese real podría sugerir la existencia de algún tipo de viento galáctico con material ionizado que se escapa del centro de la galaxia. El objeto *obj* visible en los filtros ópticos al final de la cola no se observa en H $\alpha$ . Tampoco observamos ningún objeto adicional con emisión en H $\alpha$  con velocidad radial similar a SBS 0926+606 (entre 6620 y 6690 Å).

En la Tabla 6.24 se recogen los resultados obtenidos al calibrar en flujo la imagen en H $\alpha$ , donde se ha corregido tanto por extinción como por contaminación por



FIGURA 6.49: Espectros obtenidos de SBS 0926+606 A con el telescopio 4.2m WHT, indicando las líneas más importantes. No están corregidos por enrojecimiento.

las líneas adyacentes de [N II] independientemente para cada objeto. Los flujos integrados de cada galaxia son  $f_{\rm H\alpha}$ =(2.52 ± 0.12)×10<sup>-13</sup> erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup> para A y (6.31 ± 0.56)×10<sup>-14</sup> erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup> para B, cuatro veces menos que A. El número de estrellas O7V equivalentes necesarias para contabilizar la luminosidad determinada son 69300 y 17400 para A y B, respectivamente. Usando la calibración de Kennicutt (1998), obtenemos  $SFR_{\rm H\alpha}$ =0.75 y 0.19  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup> para A y B, respectivamente. Debido a la falta de datos, no podemos calcular en B la tasa de formación estelar usando otras frecuencias, pero sí podemos hacerlo en A, obteniendo  $SFR_{FIR}$  <0.25,  $SFR_{60\,\mu\rm m}$ = 0.19 y  $SFR_{1.4\,\rm GHz}$ = 0.24  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup>. Estos valores son unas 3.7 veces inferiores a nuestra determinación usando el flujo de H $\alpha$ .

#### 6.10.2 Resultados espectroscópicos

Se obtuvo espectroscopía de rendija larga de resolución intermedia de la pareja de galaxias usando una única posición de rendija con el instrumento ISIS del telescopio 4.2m WHT. El ángulo de posición empleado fue de 14°. En la Figura 6.49 se muestra el espectro obtenido para SBS 0926+606A, que posee buena relación señal-a-ruido. No obstante, el espectro unidimensional extraído para el objeto B es muy ruidoso, observándose sólo las líneas más importantes. Quizás no se lograra cubrir completamente la parte central de SBS 0926+606B. El espectro mostrado en Figura 6.49 posee buena resolución espectral, pero sólo comprendiendo el rango entre 4200 y 5000 Å en el brazo azul y entre 5600 y 7400 Å en el brazo rojo (corrigiendo por velocidad radial). De esta manera, el importante doblete de [OII]  $\lambda$ 3726,29 no pudo observarse, así como la intensa línea de [OIII]  $\lambda$ 5007. En la Tabla 6.20 se indican los cocientes de líneas observadas y otras características importantes de cada espectro.

Debido a la caída de sensibilidad en el borde de la CCD, la línea de  $[O III] \lambda 4959$  se vio algo afectada, pero corregimos el efecto ajustando el continuo nebular. Es por esta razón que, pese a tener una excelente medida de la débil línea de  $[O III] \lambda 4363$ , los valores de abundancias tienen errores relativamente altos comparando con otros objetos analizados en esta tesis.

La línea nebular de He II  $\lambda$ 4686 es claramente identificable en el espectro de SBS 0926+606 A, sugiriendo la presencia de estrellas WR y una alta excitación en el gas ionizado, observación que se ve reforzada por la existencia de líneas de [Ar IV]. Apenas observamos absorciones estelares en las líneas de Balmer, sugiriendo que esta región central (sólo se extrajo una zona de 4") está practicamente dominada por la emisión nebular.

#### Condiciones físicas del gas ionizado

En la Tabla 6.21 se indican los valores de las temperaturas electrónica de alta y baja excitación estimadas para SBS 0926+606. Para A se pudo determinar de manera directa  $T_e(O III)$  al observarse  $[O III] \lambda 4363$  y suponiendo la relación teórica entre  $[O III] \lambda 4959$  y  $[O III] \lambda 5007$ .  $T_e(O II)$  se determinó usando la relación empírica de Garnett (1992). Para B, como no se pudo estimar  $R_{23}$ , se usó el cociente  $N_2$  y las calibraciones empíricas de Denicoló et al. (2002) y Pagel y Pettini (2004), que proporcionan  $12 + \log(O/H) \sim 8.15$ , para conseguir una estimación tentativa de las temperaturas electrónicas. Como supuesto adicional, empleamos la relación empírica de Garnett (1992) para obtener  $T_e(O II)$  a partir de  $T_e(O III)$ . Dado que las calibraciones empíricas involucrando el cociente  $N_2$  parecen sobreestimar la abundancia real, las temperaturas obtenidas para SBS 0926+606B podrían ser algo inferiores a las reales. Nuevas observaciones de este objeto serían necesarias para precisar tanto sus parámetros físicos como sus abundancias químicas.

La densidad electrónica, estimada a partir del cociente de las líneas de [SII]  $\lambda\lambda$ 6717,31, estuvo siempre en el límite de baja densidad. El coeficiente de enrojecimiento,  $C(H\beta)$ , se determinó para ambos objetos usando las tres líneas de HI disponibles. Los diagramas de diagnóstico de Dopita et al. (2000) y Kewley et al. (2001) indican que los objetos son *starbursts*, aunque el cociente [SII]  $\lambda\lambda$ 6717,31/H $\alpha$  de B es un poco elevado.

#### Abundancias químicas

Al no disponer de medidas del doblete de [O II]  $\lambda 3728$ , utilizamos las líneas [O II]  $\lambda\lambda7318,7330$  para calcular la abundancia de O<sup>+</sup>/H<sup>+</sup>. En la Tabla 6.21 se indican las abundancias químicas obtenidas para cada galaxia, aunque como se ha discutido anteriormente los valores para SBS 0926+606B tienen mucho error. No se pudo estimar la abundancia de neon porque no existe ninguna línea de [Ne III] en el rango observado. Las abundancias químicas determinadas para SBS 0926+606 A son: 12+log(O/H) = 7.94\pm0.08, log(N/O) = -1.45\pm0.13, log (S/O) = -1.60\pm0.17 y log(Ar/O) = -2.34\pm0.16. Los valores de abundancias para este objeto proporcionadas por lzotov y Thuan (1999) son 12+log(O/H) = 7.95\pm0.01, log(N/O) = -1.00\pm0.01 + 0.00 +



FIGURA 6.50: Diagrama posición-velocidad para la posición de rendija observada en SBS 0926+606. Notar que el eje vertical está dividido en dos zonas.

 $-1.48\pm0.04$ , log (S/O) =  $-1.56\pm0.03$ , log(Ne/O) =  $-0.66\pm0.03$  y log(Ar/O) =  $-2.38\pm0.05$ , muy similares a las conseguidas aquí. La abundacia de oxígeno estimada para SBS 0926+606 B es algo mayor que la encontrada en A,  $12+\log(O/H)\sim8.15$ , aunque como se indicó antes el valor real podría ser algo inferior, pues las calibraciones basadas en  $N_2$  suelen proporcionar valores de O/H sistemáticamente elevados.

#### Cinemática de SBS 0926+606

En la Figura 6.50 se muestra el diagrama posición-velocidad conseguido para la posición de rendija observada en SBS 0926+606. Por motivos de claridad, el eje de ordenadas se encuentra dividido en dos zonas. El eje de ordenadas crece al NE. Se extrajeron zonas de 4 píxeles (0.8 arcsec) a través de la línea de H $\alpha$ . Observamos en A un claro patrón sinosuidal, con una amplitud de unos 50 km s<sup>-1</sup>, sugiriendo que quizás el doble núcleo que se observa en este objeto es el producto de un proceso avanzado de fusión. La zona superior parece desacoplarse, en parte, del patrón sinosuidal del objeto (salto de unos 60 km s $^{-1}$  con respecto al valor central). Por otro lado, la galaxia B también muestra una cinemática perturbada, al encontrarse tanto la parte superior como la inferior a velocidades similares. Posiblemente, estos rasgos sean consecuencia del movimiento en las dos colas observadas en las imágenes. Nos encontramos de nuevo, pues, rasgos de interacción entre galaxias. La forma elongada de SBS 0926+606 B, las dos colas hacia el O y la cinemática distorsionada observada sugieren que la interacción que se está produciendo en este sistema se lleva a cabo muy cerca del plano perpendicular a la línea de visión, observando SBS 0926+606 B casi de perfil.

Es curioso notar que el centro de A y B tienen prácticamente la misma velocidad radial, por lo que parecen ser dos objetos cercanos que podrían estar en interacción. No obstante, no se detectan rasgos morfológicos claros (restos de colas de marea o algún objeto intermedio) que conecten ambas galaxias, por lo que quizás la posible interacción entre ambos no es tan intensa en la época actual.



FIGURA 6.51: Diagramas color-color mostrando la comparación de los modelos teóricos de STARBURST 99 (línea continua azul) y PEGASE.2 (línea discontinua roja) con los colores observados en los objetos de SBS 0926+606. Los símbolos representan a la galaxia A (triángulo), la galaxia B (cuadrado), la componente de baja luminosidad de A (estrella), la componente de baja luminosidad de B (círculo) y el resto de los objetos analizados (cruces). También se incluyen algunas edades (en Ma) para los modelos de STARBURST 99.

Por otro lado, dada la complejidad del diagrama posición-velocidad mostrado en la Figura 6.50, no podemos determinar la masa kepleriana de ninguna de las galaxias. Usando los datos del flujo de la línea de HI de 21 cm proporcionados por Pustilnik et al. (2002) para ambos objetos, determinamos una masa de hidrógeno atómico de  $M_{\rm H\,I}$ =(9.6±3.6)×10<sup>8</sup>  $M_{\odot}$  y  $M_{\rm H\,I}$ =(8.1±3.6)×10<sup>8</sup>  $M_{\odot}$  para A y B, respectivamente, lo que se traduce en los cocientes masa-luminosidad de  $M_{\rm H\,I}/L_B$ =0.75 y 0.59. Las escalas de tiempo de depleción del gas son, usando los ritmos de formación estelar determinados con H $\alpha$ , 1.7 y 5.5 Gyr para A y B, respectivamente. Empleando los valores de la mitad de la amplitud de la velocidad detectada en radio (~60 km s<sup>-1</sup> para ambos objetos, ver Tabla 5.11) y suponiendo un radio efectivo de unos ~10" (=2710 pc) para A y unos ~20" (=5420 pc) para B, obtenemos unas masas dinámicas de  $M_{Dyn}$  ~2.3×10<sup>9</sup>  $M_{\odot}$  y  $M_{Dyn}$  ~4.5×10<sup>9</sup>  $M_{\odot}$  para A y B, respectivamente. Los cocientes masa-luminosidad son, en este caso,  $M_{Dyn}/L_B$ =1.8 y 3.3 para A y B, del orden de los valores encontrados en BcDGs (Huchtmeier et al. 2005). Los cocientes  $M_{\rm H\,I}/M_{Dyn}$  son altos, 0.42 y 0.18 respectivamente, indicando que buena parte de la masa total de los objetos (para A, el 42%) se encuentra como hidrógeno atómico. Estos números indican que el sistema dispone de muchas reservas de gas para formar nuevas estrellas. De hecho, el perfil de la línea de HI de 21 cm obtenido por Thuan et al. (1999)<sup>10</sup> usando el radio telescopio de Nançay muestra dos picos, coincidentes con las velocidades ópticas de las galaxias, y una envoltura común a ambos. Esto indica que el gas se encuentra disperso entre ambos objetos. Un mapa en interferómetro radio (VLA) sería ideal para estudiar la distribución y la cinemática del gas, y ayudaría a esclarecer su historia evolutiva.

## 6.10.3 Edades de las poblaciones estelares

En la Figura 6.51 comparamos los colores de cada objeto (corregidos por extinción y por emisión nebular) con los modelos teóricos de STARBURST 99 y PEGASE.2 para brotes instantáneos con IMF de Salpeter y  $Z/Z_{\odot}=0.2$ . En general, existe buena correspondencia entre los datos observacionales y los modelos teóricos. Confirmamos la juventud de A, con edades en torno a 5 Ma, coincidentes con las estimaciones obtenidas a partir de  $W(H\alpha)$  (ver Tabla 6.24). B muestra una edad algo mayor, entre los 10 y los 50 Ma, indicando la presencia de estrellas viejas en las partes centrales de la galaxia (o perpendicular a la línea de visión). Las estimaciones de las edades para las zonas extensas de baja luminosidad (UC) están entre los 100 y los 300 Ma, indicando que están constituidos básicamente por población vieja.

## 6.10.4 Conclusiones

SBS 0926+606 es una pareja de galaxias con una intensa formación estelar. El objeto A, clasificado como BCDG y con una abundancia de oxígeno de  $12 + \log(O/H) = 7.94$ , muestra un doble núcleo con fuerte emisión H $\alpha$  inmerso en una envoltura irregular y amplia constituida por estrellas mucho más viejas. Tanto los rasgos morfológicos como cinemáticos indican que nos encontramos con una fusión de dos sistemas más pequeños, que han interaccionado profundamente desencadenando la formación estelar en todo el sistema. El rasgo WR se detecta en este objeto, confirmando la juventud del brote. Por otro lado, el objeto B, también clasificado como BCDG y con una abundancia de oxígeno de  $12 + \log(O/H) \sim 8.15$ , muestra una estructura elongada de estrellas viejas con dos colas hacia el O, una de las que parece terminar en un débil objeto que podría ser un candidato a TDG. SBS 0926+606B también muestra evidencias de interacción (quizás con A); posiblemente ésta se esté desarrollando en el plano perpendicular a la línea de visión. La detección de gran cantidad de gas atómico en esta pareja de galaxias la convierte en un target ideal para observarse con interferómetro radio, datos que ayudarían a confirmar o rechazar las hipótesis aquí postuladas.

<sup>&</sup>lt;sup>10</sup>Del que Pustilnik et al. (2002) extraen los flujos de H<sub>I</sub>.



FIGURA 6.52: Imagen profunda de SBS 0948+532 sumando las exposiciones en filtros U,  $B, V \neq R$  (2.56m NOT). Se muestra a la izquierda el campo alrededor de la galaxia y a la derecha SBS 0948+532 sin saturar incluyendo la posición de rendija usada para la toma de los datos espectroscópicos en 4.2m WHT. Notar la cola que surge hacia el SE de la galaxia tornándose rápidamente hacia el SO. El final de la cola se señala con una flecha.

## 6.11 SBS 0948+532

SBS 0948+532 es una BCDG perteneciente al Second Byurakan Survey (Markarian y Stepanian, 1984). Es tan compacta que en el cartografiado de Palomar, Palomar Sky Survey, es indistinguible de una estrella muy azul, por lo que Markarian y Stepanian (1984) sugirieron que se trataba de una galaxia tipo Seyfert. Estudiada por el grupo de Izotov (Izotov, Thuan y Lipovetski 1994; Thuan, Izotov y Lipovetski, 1995; Izotov y Thuan, 1998; Guseva et al. 2000; Izotov y Thuan, 2004). Schaerer et al. (1999) la incluyó en su catálogo de galaxias WR por la detección de las líneas ancha y nebular de He II  $\lambda$ 4686 en los espectros presentados por Izotov, Thuan y Lipovetski (1994). El reanálisis efectuado por Guseva et al. (2000) indica también la detección de los rasgos espectrales de Si III  $\lambda$ 4565 y N III  $\lambda$ 4640, sugiriendo la presencia de estrellas WNL. El WR bump azul está muy contaminado por emisión nebular. Estos autores también sugieren la presencia de las líneas N II  $\lambda$ 5720-40 y C IV  $\lambda$ 5808, aunque su espectro es muy ruidoso en esta zona.

## 6.11.1 Resultados fotométricos

En la Figura 6.52 se muestra la imagen profunda de SBS 0948+532 combinando los datos obtenidos en todos los filtros ópticos. Situada a una distancia de 187.4 Mpc (ver Tabla 5.9), se trata de uno de los objetos más lejanos de nuestra muestra. A esa distancia, un segundo de arco equivale a 908 pc. La Figura 6.52, que tiene TABLA 6.25: Resultados de la fotometría en filtros anchos de SBS 0948+532. La primera fila indica el valor integrado para toda la galaxia, mientras que la segunda y la tercera son los valores fotométricos obtenidos usando sendas aperturas de 1.3" y 2.6". La última fila muestra los valores obtenidos para la cola. E(B-V) se estimó a partir del  $C(H\beta)$  de nuestro espectro. Excepto para la cola, el resto de colores se corregieron por emisión nebular, muy intensa en este objeto, usando los valores  $\Delta(U-B)_e=-0.02$ ,  $\Delta(B-V)_e \sim -0.7$  y  $\Delta(V-R) \sim 0.6$ .

| Objeto    | E(B-V)            | $m_B$              | $M_B$               | (U - B)            | (B - V)            | (V - R)           | (V - J)  | (J - H)  | $(H - K_s)$ |
|-----------|-------------------|--------------------|---------------------|--------------------|--------------------|-------------------|----------|----------|-------------|
| SBS 0948  | $0.24 {\pm} 0.02$ | $17.93 {\pm} 0.03$ | $-18.43 {\pm} 0.03$ | $-1.20 {\pm} 0.06$ | $-0.12 {\pm} 0.06$ | $0.16{\pm}0.06$   |          |          |             |
| r = 1.3'' | $0.24 {\pm} 0.02$ | $18.19 {\pm} 0.03$ | $-18.17 {\pm} 0.03$ | $-0.90 {\pm} 0.06$ | $-0.03 {\pm} 0.06$ | $0.07{\pm}0.06$   |          |          |             |
| r=2.3''   | $0.24 {\pm} 0.02$ | $17.89 {\pm} 0.03$ | $-18.47 {\pm} 0.03$ | $-1.19 {\pm} 0.06$ | $-0.05 {\pm} 0.06$ | $0.15{\pm}0.06$   |          |          |             |
| Cola      | $0.24 {\pm} 0.02$ | $20.59 {\pm} 0.05$ | $-15.77 {\pm} 0.05$ | $-0.40 {\pm} 0.20$ | $0.28 {\pm} 0.09$  | $0.30{\pm}0.06$   |          |          |             |
| #1        | $0.013^{a}$       | $19.8{\pm}0.2$     |                     |                    | $0.75 {\pm} 0.28$  | $0.71 {\pm} 0.14$ | $2.19^b$ | $0.94^b$ | $0.61^{b}$  |

<sup>a</sup> Valor de la extinción Galáctica,  $E(B - V)_G = 0.013$  (Schlegel et al. 1998).

 $^b$ Usando los valores dados por 2MASS,  $m_J\!=\!16.86,\,m_H\!=\!15.92$  y $m_{K_S}\!=\!15.31.$ 

un seeing de 0.6", muestra claramente un objeto casi puntual y esférico, sin apenas rasgos destacables. Su tamaño es de ~2.3" (=2.1 kpc), de ahí que se confundiera con una estrella en otras ocasiones. No obstante, nuestras imágenes profundas en R desvelan una sutil cola que surge desde el SE de la galaxia para luego girar hacia el SO, alcanzando una distancia de unos 4.6" (=4.2 kpc) del centro. Dicha cola se aprecia parcialmente en los filtros V y B, siendo el rasgo más significativo encontrado (ver Figura 6.53). No detectamos ningún objeto adicional cercano que merezca ser analizado, sólo una galaxia a 1.4' hacia el NO (objeto #1) que ni siquiera viene catalogada en NED.

#### Fotometría en filtros anchos

En la Tabla 6.25 se recopilan las magnitudes y colores (corregidos tanto de enrojecimiento como de emisión nebular donde es necesario) en filtros ópticos y NIR de SBS 0948+532. La corrección por emisión nebular se llevó a cabo siguiendo el procedimiento explicado en §5.2.1. No obstante, las grandes anchuras equivalentes encontradas para las líneas nebulares de este objeto indicaban correcciones muy altas a las magnitudes del filtro V,  $\Delta m_{V,e}$ =1.48. Creemos que esta corrección es demasiado elevada y no realista, de hecho, los colores encontrados usando este valor no son en absoluto coherentes ni entre sí ni con los modelos de síntesis. Posiblemente, la Ecuación 5.5 no sea apropiada para objetos que presenten anchuras equivalentes muy elevadas en sus líneas de emisión. Por lo tanto, para corregir por este efecto decidimos tomar unos valores promedio considerando objetos analizados en esta tesis con similar metalicidad, usándose  $\Delta(B - V)_e \sim -0.7$  y  $\Delta(V - R) \sim 0.6$ .

Teniendo en cuenta la magnitud absoluta de la galaxia,  $M_B$ =-18.43, SBS 0948+532 sería un objeto enano, aunque estaría cerca del límite. Los colores que muestra esta galaxia son muy azules, especialmente U - B, que tiene un valor de  $U - B \sim -1.2$  (es el objeto más azul analizado en este trabajo) indicando formación



FIGURA 6.53: Mapas de contornos de SBS 0948+532 en imágenes H $\alpha$  (sustraido de continuo), B y R. El nivel más externo corresponde con  $3\sigma$  del brillo del cielo. La escala es logarítmica. El *seeing* en la imagen de H $\alpha$  es más del doble del observado en filtros anchos.

estelar muy reciente (en torno a 2 Ma). Es curioso notar que, excepto V-R (posiblemente contaminado por población de estrellas viejas), los colores se vuelven más azules al aumentar el tamaño considerado en la fotometría de apertura. Este hecho sugiere que la formación estelar se está desarrollando no sólo en su centro sino en todo el sistema. Por otro lado, los colores determinados para la cola sí son rojos, indicando que está dominada por una población de estrellas viejas con edades entre 50 y 200 Ma.

No pudimos observar esta galaxia en NIR usando 1.5m CST y, dada su baja magnitud ( $m_R$ =17.99), no es detectada por el cartografiado 2MASS. Así, no podemos analizar sus colores en el rango NIR. Los colores obtenidos para #1 (usando datos adicionales del cartografiado 2MASS) sugieren que se trata de un objeto de fondo constituido por estrellas evolucionadas.

#### Fotometría en $\mathbf{H}\alpha$

En la Figura 6.53 mostramos la imagen neta en H $\alpha$  obtenida para esta galaxia: sólo se aprecia un objeto esférico sin ningún rasgo adicional. No obstante, el seeing de esta imagen (~1.5") es más del doble del observado en filtros anchos. Los resultados de la fotometría en H $\alpha$  obtenidos al calibrar en flujo esta imagen se indican en la Tabla 6.26, donde se han tenido en cuenta tanto los efectos de extinción como la contaminación por las líneas de [N II]. El flujo total obtenido es de  $f_{\rm H}\alpha$  = (1.86  $\pm$  0.07)×10<sup>-13</sup> erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>, lo que se traduce a una alta luminosidad y ritmo de formación estelar dada la lejanía de la galaxia. Así, calculamos  $SFR_{\rm H}\alpha$  = 6.21±0.23  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup>. Es la primera estimación conseguida del ritmo de formación estelar en esta galaxia, al no existir datos en FIR para ella. No obstante, los mapas en continuo radio obtenidos con VLA a 1.4 GHz (ver Tabla 5.11) reanalizados por Hopkins et al. (2002) proporcionan un límite superior al flujo en 1.4 GHz de  $f_{1.4\,\rm GHz}$ <0.9 mJy, indicando  $SFR_{1.4\,\rm GHz} < 1 M_{\odot}$ yr<sup>-1</sup>, pero este valor es muy incierto dada su error y el diminuto tamaño de la fuente emisora.

TABLA 6.26: Resultados de la fotometría en H $\alpha$  de SBS 0948+532, SBS 1054+365 y SBS 1211+540. El flujo mostrado está corregido tanto por contaminación por las líneas de [N II] como por extinción.

| Objeto  | Flujo $(10^{-13}$<br>erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup> )  | Luminosidad $(10^{40} \text{ erg s}^{-1})$  | $M_{\rm H  II}$<br>(10 <sup>6</sup> $M_{\odot}$ )                                   | $\begin{array}{c} M_{\star} \\ (10^6 \ M_{\odot}) \end{array}$  | ${ m SFR}$<br>$(M_{\odot} { m yr}^{-1})$   | $W(H\alpha)$<br>(Å)   | Edad<br>(Myr)                           |
|---|--|---|---|---|--|---|---|
| SBS 0948  | $1.86 \pm 0.07$  | $78.2 \pm 2.9$  | $11.61\pm0.44$  | $18.84 \pm 0.71$  | $6.21\pm0.23$  | $810\pm30$  | 4.6                                     |
| SBS 1054<br>SBS 1054C<br>SBS 1054a<br>SBS 1054b1<br>SBS 1054b2<br>SBS 1054e | $\begin{array}{c} 5.87 \pm 0.22 \\ 5.16 \pm 0.15 \\ 1.30 \pm 0.060 \\ 0.062 \pm 0.009 \\ 0.062 \pm 0.009 \\ 0.734 \pm 0.041 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 0.450 \pm 0.017 \\ 0.395 \pm 0.011 \\ 0.100 \pm 0.005 \\ 0.005 \pm 0.001 \\ 0.005 \pm 0.001 \\ 0.056 \pm 0.003 \end{array}$ | $0.067 \pm 0.003 \\ 0.059 \pm 0.002 \\ 0.015 \pm 0.001 \\ \dots \\ \dots \\ 0.008:$ | $\begin{array}{c} 0.23  \pm  0.01 \\ 0.20  \pm  0.01 \\ 0.05; \\ 0.02; \\ 0.02; \\ 0.03; \end{array}$ | $\begin{array}{c} 0.036 \pm 0.001 \\ 0.031 \pm 0.001 \\ 0.008: \\ \\ \\ \\ \\ \\ \\ \\ \\ \\ \\ \\ \\ \\ \\ \\ \\ \\ \\$ | $\begin{array}{r} 320 \pm 50 \\ 490 \pm 40 \\ 390 \pm 40 \\ 40 \pm 20 \\ 25 \pm 20 \\ 270 \pm 40 \end{array}$ | 5.2<br>4.9<br>5.0<br>9.8<br>11.1<br>5.5 |
| SBS 1211<br>SBS 1211C<br>SBS 1211a  | $\begin{array}{c} 0.817 \pm 0.031 \\ 0.726 \pm 0.026 \\ 0.610 \pm 0.030 \end{array}$   | $\begin{array}{c} 0.141 \pm 0.005 \\ 0.125 \pm 0.004 \\ 0.105 \pm 0.005 \end{array}$  | $\substack{0.021 \pm 0.001 \\ 0.019 \pm 0.001 \\ 0.016 \pm 0.001}$                  | 0.05:<br>0.04:<br>0.04:   | 0.011:<br>0.010:<br>0.008:   | $\begin{array}{c} 640 \pm 40 \\ 730 \pm 50 \\ 490 \pm 60 \end{array}$   | $4.8 \\ 4.7 \\ 5.0$                     |



FIGURA 6.54: Espectro obtenido de SBS 0948+532 con el telescopio 4.2m WHT, indicando las líneas más importantes. No está corregido por enrojecimiento.

## 6.11.2 Resultados espectroscópicos

En la Figura 6.54 se muestra el espectro obtenido de SBS 0948+532 usando el telescopio 4.2m WHT. Se empleó una rendija con AP 114°. En la Tabla 6.27 se detallan los cocientes de líneas medidas y otras características importantes del espectro, dominando esencialmente por emisión nebular, sin apenas absorción en las líneas de Balmer de HI. Se encuentran varias líneas que indican un alto grado de ionización, como [ArIV]. También detectamos la línea de HeII  $\lambda$ 4868, confirmando la existencia de estrellas WR en esta galaxia enana compacta.

| $\lambda_0$   | $f(\lambda)$ | SBS 0948 + 532                     | SBS 1054 + 365     | SBS 1054+365 b          | SBS 1211+540                      |
|---|--------------|------------------------------------|--------------------|-------------------------|-----------------------------------|
| 3697.15 H I   | 0.262        | 0.48:                              |                    |                         |                                   |
| 3703.86 H I   | 0.260        | $1.96 \pm 0.38$                    |                    |                         |                                   |
| 3711.97 H I   | 0.259        | $1.25 \pm 0.32$                    |                    |                         |                                   |
| 3721.83 [S III]   | 0.257        | $1.57 \pm 0.35$                    |                    |                         |                                   |
| 3726.03 [O II]  | 0.257        | $45.4 \pm 2.7$                     |                    |                         | $33.0 \pm 3.8$                    |
| 3728.00 [O II]  | 0.256        |                                    | $100.2 \pm 7.5$    | $350 \pm 95$            |                                   |
| 3728.82 [O II]  | 0.256        | $05.7 \pm 3.8$                     |                    |                         | $44.8 \pm 4.0$                    |
| 3/34.1/ H I<br>2750 15 H I  | 0.255        | $2.52 \pm 0.43$                    |                    |                         | 2.01:                             |
| 3750.15 H I<br>3770.63 H I  | 0.255        | $2.30\pm0.43$<br>2.88 $\pm0.45$    | 1 53.              |                         | $3.7 \pm 1.3$<br>$3.9 \pm 1.9$    |
| 3797 90 H I   | 0.243        | $5.11\pm0.71$                      | 2.85               |                         | 3 99.                             |
| 3819.61 He I  | 0.240        | $0.65 \pm 0.25$                    | 2.001              |                         | 0.001                             |
| 3835.39 H I   | 0.237        | $7.74 \pm 0.77$                    | $6.8 \pm 1.3$      |                         | $5.9 \pm 1.5$                     |
| 3868.75 [Ne III]  | 0.230        | $41.6 \pm 2.6$                     | $49.6 {\pm} 4.8$   |                         | $37.6 \pm 4.0$                    |
| 3889.05 H I   | 0.226        | $19.7 \pm 1.5$                     | $19.8 {\pm} 2.8$   |                         | $19.9 \pm 3.0$                    |
| 3967.46 [Ne III]  | 0.210        | $15.0 \pm 1.2$                     | $27.4 \pm 2.8$     |                         | $13.3 \pm 2.1$                    |
| 3970.07 H I   | 0.210        | $16.2 \pm 1.2$                     |                    |                         | $16.1 \pm 2.2$                    |
| 4026.21 He I  | 0.198        | $1.45 \pm 0.32$                    |                    |                         |                                   |
| 4068.60 [S II]  | 0.189        | $1.53 \pm 0.33$                    | 2.05:              |                         |                                   |
| 4101.74 H I   | 0.182        | $26.2 \pm 1.7$                     | $26.4 \pm 3.0$     |                         | $26.2 \pm 3.0$                    |
| 4340.47 H I   | 0.127        | $47.2 \pm 2.9$                     | $47.2 \pm 4.1$     | 28.51:                  | $47.3 \pm 4.1$                    |
| 4363.21 [O III]   | 0.121        | $8.13 \pm 0.82$                    | $9.7 \pm 1.5$      |                         | $12.2 \pm 1.8$                    |
| 4471.48 He I<br>4659.10 [E- III]  | 0.095        | $3.81 \pm 0.49$                    | $3.31 \pm 0.81$    |                         | $4.0\pm1.3$                       |
| 4636.10 [Fe III]<br>4686.00 He II   | 0.030        | 1.13:<br>$1.07\pm0.27$             | 2 03+0 04          |                         |                                   |
| 4080.00 He H<br>4711 37 [Ar IV]   | 0.043        | $1.07 \pm 0.27$<br>0.02 $\pm 0.25$ | 2.93±0.94          |                         |                                   |
| 4713 14 He I  | 0.037        | 0.32±0.25                          | 1.10.              |                         | 0.75                              |
| 4733.93 [Fe III]  | 0.031        | 0.18:                              |                    |                         | 0.101                             |
| 4740.16 [Ar IV]   | 0.030        | 0.51;                              |                    |                         | 0.98:                             |
| 4754.83 [Fe III]  | 0.026        | 0.34:                              |                    |                         |                                   |
| 4861.33 H I   | 0.000        | $100.0 \pm 5.2$                    | $100.0 \pm 7.4$    | $100 \pm 39$            | $100.0 \pm 7.5$                   |
| 4958.91 [O III]   | -0.024       | $189.5 \pm 9.2$                    | $210\pm13$         | $75\pm23$               | $163 \pm 10$                      |
| 4985.90 [Fe III]  | -0.031       | $1.49 \pm 0.30$                    |                    |                         |                                   |
| 5006.84 [O III]   | -0.036       | $584 \pm 28$                       | $623 \pm 37$       | $183\pm53$              | $481 \pm 29$                      |
| 5015.68 He I  | -0.038       |                                    |                    |                         | 2.24:                             |
| 5197.90 [N I]   | -0.082       |                                    | 1.03:              |                         |                                   |
| 5517.71 [CI III]  | -0.154       | 0.39:                              |                    |                         |                                   |
| 5537.88 [CI III]  | -0.158       | 0.24:                              |                    |                         |                                   |
| 5875.64 He I  | -0.215       | $10.76 \pm 0.81$                   | $8.7 \pm 1.0$      |                         | 0.26.                             |
| 6300.30 [O I]   | -0.282       | $3.00\pm0.31$                      | 1.12:              |                         | 2.30:                             |
| 6363 78 [O I]   | -0.285       | $1.74\pm0.24$<br>$1.07\pm0.23$     | 1.50:              |                         | 2.0±1.1<br>0.57:                  |
| 6548 03 [N II]  | -0.318       | $2.45\pm0.30$                      | $2.02\pm0.74$      | 7.66:                   | 0.57.                             |
| 6562 82 H I   | -0.320       | 278+14                             | 2.02±0.14          | $279 \pm 74$            | $280 \pm 17$                      |
| 6583.41 [N II]  | -0.323       | $6.21 \pm 0.60$                    | $5.6 \pm 1.0$      | 20.2:                   | $2.24\pm0.89$                     |
| 6678.15 He I  | -0.336       | $2.81 \pm 0.36$                    | $2.94 \pm 0.96$    | 7.40:                   | $3.6 \pm 1.1$                     |
| 6716.47 [S II]  | -0.342       |                                    | $10.1 \pm 1.2$     | 22.4:                   | $5.65 \pm 0.88$                   |
| 6730.85 [S II]  | -0.344       |                                    | $7.03 \pm 0.97$    | 19.6:                   | $4.91 {\pm} 0.82$                 |
| 7065.28 He I  | -0.387       |                                    | $2.08 {\pm} 0.83$  |                         |                                   |
| 7135.78 [Ar III]  | -0.396       |                                    | $8.8 \pm 1.5$      |                         |                                   |
| Tamaño (arcsec)   |              | 3.6                                | 6.4                | 5.8                     | 3.6                               |
| Distancia <sup>b</sup> (arcsec)   |              | 0.0                                | 0.4                | 17.8                    | 0.0                               |
| $F(H\beta)^a$   |              | $844 \pm 0.32$                     | $1457 \pm 0.68$    | $0.66 \pm 0.13$         | $1.84 \pm 0.09$                   |
| $C(H\beta)$   |              | $0.35 \pm 0.03$                    | $0.02 \pm 0.03$    | $0.6 \pm 0.13$          | $0.12 \pm 0.03$                   |
| $W_{abs}$ (Å)   |              | $0.3 \pm 0.1$                      | $0.8 \pm 0.1$      | $0.3 \pm 0.1$           | $1.3 \pm 0.1$                     |
|   |              | <b>7</b> 00   43                   | 400 1 07           |                         |                                   |
| $-W(H\alpha)(A)$<br>$W(H\alpha)(\dot{A})$                                   |              | $788 \pm 43$                       | $422 \pm 27$       | $32 \pm 8$              | $705 \pm 45$                      |
| $-w(H\beta)(A)$<br>$W(H\alpha)(\hat{A})$                                    |              | $213 \pm 11$                       | 89 ± 7             | $8 \pm 3$               | $135 \pm 10$<br>$74 \downarrow 7$ |
| $= W([\Omega ] \Pi^{\gamma})(A)$<br>$= W([\Omega ] \Pi^{\gamma})(5007 (Å))$ |              | $37 \pm 4$                         | 40 工 4<br>567 上 25 | $4 \pm 1$<br>10 $\pm 2$ | (4 工)<br>610 上 20                 |
| - W ([O III]) 5007 (A)  |              | 009 ± 34                           | JUI I 35           | $12 \pm 3$              | 010 T 38                          |

TABLA 6.27:- Cocientes de líneas de emisión con respecto a  $I(H\beta)=100$  y corregidas por enrojecimiento de SBS 0948+532, SBS 1054+365 y SBS 1211+540.

<sup>a</sup> En unidades de  $10^{-15}$  erg s<sup>-1</sup> cm<sup>-2</sup>, no corregido por extinción. <sup>b</sup> Distancia relativa con respecto al objeto principal en sistemas múltiples.

| Objecto  | SBS 0948 + 532   | ${ m SBS}\ 1054{+}365$   | SBS 1054+365<br>b^a   | SBS 1211 + 540   |
|--|--|--|---|--|
| $ \begin{array}{c} T_e({\rm O~III})~({\rm K})\\ T_e({\rm O~II})~({\rm K})\\ N_e~({\rm cm}^{-3}) \end{array} $  | $\begin{array}{r} 13100 \pm 600 \\ 12200 \pm 400 \\ 250 \pm 80 \end{array}$                      | $\begin{array}{r} 13700 \pm 900 \\ 12600 \pm 700 \\ < 100 \end{array}$                           | $\begin{array}{c} 11800 \pm 1100 \\ 11300 \pm 900 \\ 300 \pm 200 \end{array}$         | $     \begin{array}{r} 17100 \pm 600 \\ 15000 \pm 400 \\ 320 \pm 50 \end{array} $                |
| $12 + \log(O^+/H^+)$<br>$12 + \log(O^{++}/H^+)$<br>$12 + \log(O/H)$  | $\begin{array}{l} 7.33  \pm  0.05 \\ 7.94  \pm  0.05 \\ 8.03  \pm  0.05 \end{array}$             | $\begin{array}{c} 7.22  \pm  0.11 \\ 7.92  \pm  0.07 \\ 8.00  \pm  0.08 \end{array}$             | $\begin{array}{c} 7.97 \pm 0.19 \\ 7.62 \pm 0.13 \\ 8.13 \pm 0.17 \end{array}$        | $\begin{array}{l} 6.88  \pm  0.05 \\ 7.57  \pm  0.04 \\ 7.65  \pm  0.04 \end{array}$             |
| $\begin{array}{c} \log(O^{++}/O^{+}) \\ 12 + \log(N^{+}/H^{+}) \\ 12 + \log(N/H) \\ \log(N/O) \end{array}$   | $\begin{array}{c} 0.61 \pm 0.08 \\ 5.91 \pm 0.05 \\ 6.61 \pm 0.07 \\ -1.42 \pm 0.09 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 0.70\pm0.15\\ 5.81\pm0.10\\ 6.59\pm0.14\\ -1.41\pm0.15\end{array}$             | $\begin{array}{c} -0.35;\\ 6.49 \pm 0.22\\ 6.65 \pm 0.23\\ -1.47 \pm 0.27\end{array}$ | $\begin{array}{c} 0.69 \pm 0.07 \\ 5.26 \pm 0.15 \\ 6.03 \pm 0.15 \\ -1.62 \pm 0.16 \end{array}$ |
| $\begin{array}{c} 12 + \log({\rm S}^+/{\rm H}^+) \\ 12 + \log({\rm S}^{++}/{\rm H}^+) \\ 12 + \log({\rm S}/{\rm H}) \\ \log({\rm S}/{\rm O}) \end{array}$            | $\begin{array}{c} 5.43 \pm 0.13 \\ 6.16 \pm 0.11 \\ 6.34 \pm 0.12 \\ -1.69 \pm 0.16 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 5.37 \pm 0.07 \\ 5.99 \pm 0.28 \\ 6.21 \pm 0.24 \\ -1.79 \pm 0.29 \end{array}$ | 5.89 ± 0.16<br><br>   | $\begin{array}{c} 5.04 \pm 0.06 \\ 6.02 \pm 0.17 \\ 6.18 \pm 0.16 \\ -1.47 \pm 0.19 \end{array}$ |
| $12+\log(\mathrm{Ne}^{++}/\mathrm{H}^{+})$<br>$12+\log(\mathrm{Ne}/\mathrm{H})$<br>$\log(\mathrm{Ne}/\mathrm{O})$  | $\begin{array}{c} 7.21  \pm  0.09 \\ 7.30  \pm  0.09 \\ -0.73  \pm  0.13 \end{array}$            | $\begin{array}{c} 7.25  \pm  0.12 \\ 7.33  \pm  0.12 \\ -0.67  \pm  0.18 \end{array}$            | ···<br>···  | $\begin{array}{c} 6.82  \pm  0.09 \\ 6.90  \pm  0.09 \\ -0.75  \pm  0.12 \end{array}$            |
| $\begin{array}{c} 12 + \log({\rm Ar}^{+2}/{\rm H}^{+}) \\ 12 + \log({\rm Ar}^{+3}/{\rm H}^{+}) \\ 12 + \log({\rm Ar}/{\rm H}) \\ \log({\rm Ar}/{\rm O}) \end{array}$ | $4.79 \pm 0.16$  | $\begin{array}{c} 5.62 \pm 0.11 \\ 4.90 \pm 0.27 \\ 5.71 \pm 0.20 \\ -2.29 \pm 0.22 \end{array}$ | ···<br>···<br>···   | $4.77 \pm 0.31$  |
| $\begin{array}{c} 12 + \log({\rm Cl^{++}/H^{+}}) \\ 12 + \log({\rm Fe^{++}/H^{+}}) \\ 12 + \log({\rm Fe/H}) \\ \log({\rm Fe/O}) \end{array}$                         | $\begin{array}{c} 3.97 \pm 0.20 \\ 5.64 \pm 0.10 \\ 6.25 \pm 0.10 \\ -1.78 \pm 0.11 \end{array}$ | ···<br>···<br>···  | <br><br>  | ···<br>···<br>···  |
| $12{+}\mathrm{log}(\mathrm{He}^{+}/\mathrm{H}^{+})$  | $10.88 \pm 0.04$   | $10.88 \pm 0.07$   | 11.30:  | $10.90 \pm 0.15$   |
| $[O/H]^b$  | $-0.63 \pm 0.10$   | $-0.66\pm0.13$   | -0.53   | $-1.01\pm0.09$   |

TABLA 6.28: Abundancias químicas de los objetos analizados en SBS 0948+532, SBS 1054+365 y SBS 1211+540.

<sup>a</sup>Temperaturas electrónicas estimadas a partir de relaciones empíricas.

 $^{b}[{\rm O/H}]{=}({\rm O/H}){-}({\rm O/H})_{\odot},$ usando $({\rm O/H})_{\odot}$  = 8.66  $\pm$  0.05 (Asplund et al. 2004).

#### Condiciones físicas del gas ionizado

La línea auroral de [O III]  $\lambda$ 4363 se observa sin problemas en el espectro, por lo que hemos determinado la temperatura de alta excitación de forma directa. La temperatura de baja excitación se calculó usando la relación de Garnett (1992). Ambas están incluidas en la Tabla 6.28, donde también se muestra la densidad electrónica estimada para este objeto usando las líneas de [O II]  $\lambda\lambda$ 3726,3729 ( $N_e \sim 250 \text{ cm}^{-3}$ ). El coeficiente de enrojecimiento,  $C(H\beta)$ , se pudo estimar con buena precisión gracias al alto número de líneas de Balmer de H I observadas, aunque no se incluyó la línea de H $\alpha$  pues se obtenían valores negativos del coeficiente de enrojecimiento. Este hecho posiblemente se deba a que esta línea se encuentra en un espectro diferente al de las otras. La anchura equivalente de absorción hallada,  $W_{abs}$ , es muy baja, indicando el dominio de la población joven en este objeto. Los diagramas de diagnóstico de Dopita et al. (2000) y Kewley et al. (2001) indican que los objetos son puramente *starbursts*, sin contribución de choques en la ionización del gas.



FIGURA 6.55: Diagrama posición-velocidad para la posición de rendija observada en SBS 0948+532. Las ordenadas crecen hacia el NO.

### Abundancias químicas

En la Tabla 6.28 se muestran todas las abundancias químicas calculadas para esta galaxia. El valor de la abundancia de oxígeno determinada es  $12 + \log(O/H) = 8.03 \pm 0.05$  y está en muy buen acuerdo con la medida ofrecida por Izotov y Thuan (1999),  $12 + \log(O/H) = 8.00 \pm 0.01$ . En general, todas las medidas de abundancias calculadas aquí coinciden, dentro de los errores, con las ofrecidas por estos autores, quienes proporcionan valores de  $\log(N/O) = -1.45 \pm 0.03$ ,  $\log(S/O) = -1.54 \pm 0.02$  y  $\log(Ne/O) = -0.69 \pm 0.02$ .

#### Cinemática de SBS 0948+532

En la Figura 6.55 se muestra el diagrama posición-velocidad obtenido para la posición de rendija observada en SBS 0948+532. Se analizó el perfil de la línea de [O III]  $\lambda$ 5007 extrayéndose zonas de 4 píxeles (0.8 arcsec). A pesar de contar con sólo 11 puntos debido al pequeño tamaño de este objeto compacto, se aprecia un patrón de rotación con una variación de unos 100 km s<sup>-1</sup>. No obstante, esta tendencia está algo distorsionada en la parte sudoccidental, justo donde se localiza la cola que vemos en las imágenes en el óptico. Posiblemente, el movimiento inducido en el gas por dicha cola es el responsable de la distorsión encontrada en el patrón cinemático visto en la Figura 6.55.

Aceptando que lo que observamos es, en su mayor parte, consecuencia de la rotación de la galaxia, podemos estimar su masa Kepleriana. Suponiendo un ángulo de inclinación de  $i=90^{\circ}$ , tomamos  $\Delta v \sim 50$  km s<sup>-1</sup> para un radio de  $d \sim 4''$ (=3630 pc). Con estos valores, obtenemos  $M_{Kep} \sim 2.1 \times 10^9 M_{\odot}$  y un cociente masa Kepleriana-luminosidad de  $M_{Kep}/L_{\odot} \sim 0.57$ . No podemos determinar otras masas al no existir datos adicionales para esta galaxia.



FIGURA 6.56: Diagramas color-color mostrando la comparación de los modelos teóricos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999; línea continua azul) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997; línea discontinua roja) con los colores observados en SBS 0948+532 (estrella), su componente de baja luminosidad (cruz con mayor error) SBS 1054+365 (círculos), su objeto compañero (cuadrado) y SBS 1211+540 (triángulos, excepto su componente de baja luminosidad que se indica con la cruz de menor error). También se incluyen algunas edades (en Ma) para los modelos de STARBURST 99.

## 6.11.3 Edades de las poblaciones estelares

En la Figura 6.56 comparamos los colores obtenidos en SBS 0948+532 (representados como estrellas), corregidos tanto por extinción como por emisión nebular, con los modelos teóricos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997) para brotes instantáneos con IMF de Salpeter y  $Z/Z_{\odot}=0.2$ . Confirmamos la juventud del *starburst* que está experimentando la galaxia. La débil cola observada, no obstante, está constituida por estrellas más evolucionadas (edades superiores a 100 Ma).

## 6.11.4 Conclusiones

SBS 0948+532 es un objeto muy compacto (debido principalmente a su lejanía) y azul con intensa emisión en H $\alpha$ . La edad del último brote de formación estelar está en torno a 4 Myr. La abundancia de oxígeno de esta BCG es 12+log(O/H)=8.03. Detectamos la línea HeII  $\lambda$ 4686 sugiriendo la presencia de una población importante de estrellas WR. Nuestras imágenes profundas revelan la existencia de una cola óptica, constituida esencialmente por estrellas viejas, que se extiende hacia el sur. Pese a tener un claro patrón de rotación, el diagrama posición velocidad muestra una cinemática ligeramente perturbada justo en la región de donde surge la cola óptica. No sabemos cómo se ha originado tal estructura, pero podría tratarse de un rasgo de interacción con algún objeto independiente no detectado, responsable quizás del fuerte estallido de formación estelar encontrado en esta galaxia.



FIGURA 6.57: Imagen en color de SBS 1054+365 combinando datos en filtros U (azul), B (verde) y V (rojo) obtenidos con el telescopio 2.56m NOT. Se observa el dominio de los colores azules en las partes externas de la galaxia y la existencia de un gran número de objetos de fondo muy cercanos. El objeto superior, 2MASX J10574661+3616582, está clasificado como galaxia por NED, pero no existen datos adicionales sobre sus características.

# 6.12 SBS 1054+365

SBS 1054+365 (MCG +06-24-038) es una galaxia enana compacta azul (BCDG) cercana ( $V_{rad} \sim 603 \text{ km s}^{-1}$ ) muy poco estudiada. Una buena imagen en color se muestra en la Figura 6.57, donde se observa una estructura elíptica y un objeto compañero cercano. En realidad, ambos objetos constituyen la pareja de galaxias VV 747 (PGC 32954, CG 798), incluidas en el catálogo de galaxias interactuantes de Vorontsov-Vel'yaminov (1959, 1977). Salvo estas referencias, no existen observaciones adicionales de este objeto compañero, siendo clasificado como galaxia por NED, denominándolo 2MASX J10574661+3616582.

El primer estudio espectroscópico de SBS 1054+365 fue efectuado por Thuan, Izotov y Lipovetski (1997) para su análisis de helio primordial, encontrándose con la detección de la línea ancha de HeII  $\lambda$ 4686. Entró así en el catálogo de galaxias WR confeccionado por Schaerer et al. (1999). Guseva et al. (2000) confirman este aspecto, siendo posteriormente analizada por Izotov y Thuan (2004) y Buckalew, Kobulnicky y Dufour (2005). Zasov et al. (2000) la observaron en H $_{\rm I}$  21 cm y proporcionaron nuevos datos espectroscópicos que confirmaban la baja metalicidad de la galaxia.

SBS 1054+365 posee una velocidad radial similar a la observada en la espiral NGC 3432 (UGC 5986),  $V_r$ =616 km s<sup>-1</sup>, que se observa de perfil y se encuentra a 67.1' (1.57 Mpc de distancia proyectada; fuera del campo mostrado en nuestras imágenes) de SBS 1054+365 (García-Ruiz et al. 2002), por lo que posiblemente pertenezcan al mismo grupo de galaxias. NGC 3432 tiene además un objeto compañero a 3.5' en interacción, UGC 5983.

## 6.12.1 Resultados fotométricos

Después de NGC 5253, el objeto más cercano de nuestra muestra de galaxias WR es SBS 1054+365, puesto que se localiza sólo a 8.0 Mpc de distancia (ver Tabla 5.9). Por lo tanto, 1 segundo de arco equivale a 39 pc. La Figura 6.58 muestra una imagen profunda combinado todas las exposiciones obtenidas en filtros U, B y V usando el telescopio 2.56m Not. El *seeing* de la imagen es muy bueno, de unos 0.8". La imagen revela un objeto extenso con forma elíptica, teniendo su semieje mayor un tamaño aproximado de 55" (=2.15 kpc) y el menor 26" (=1.01 kpc). No obstante, una componente de baja luminosidad se extiende más lejos que este tamaño, pero no se encuentra orientada en la misma dirección que el cuerpo principal: mientras éste tiene su eje mayor a unos 70°, la componente de baja luminosidad (menos elongada y más extensa) lo tiene a unos 37°.

Dentro del cuerpo principal de la galaxia se encuentran varias regiones azules con emisión en H $\alpha$ , mostrando formación estelar. La más brillante de ellas, C, se localiza cerca del borde oriental de la galaxia. Varias regiones de formación estelar en forma de medio anillo constituyen una región que hemos denominado *a*, delimitando el borde O. A 16" (=0.62 kpc) al noreste de C encontramos otra zona brillante, designada como *b*. Finalmente, justo en el borde occidental del sistema, a 33" (=1.29 kpc), se observa otra condensación que denominaremos *d*. Las zonas *a* y *b* parecen ser regiones H II gigantes dentro de la galaxia, al detectarse en H $\alpha$ .

A 77" hacia el norte se encuentra el objeto cercano 2MASX J10574661+3616582 que por sencillez denominaremos aquí compañero de SBS 1054+365 (*Comp* en la Figura 6.58). Al primer golpe de vista, se identifican en este objeto dos lóbulos perpendiculares a una estructura elíptica que parece estar constituida por un anillo y una barra central, recordando en su conjunto a una nebulosa planetaria tipo bipolar. Como apuntamos antes, no existen apenas observaciones de este objeto, siendo clasificado como *galaxia* por NED.

Un último aspecto interesante a recalcar sobre las imágenes: alrededor de SBS 1054+364 se detectan en el filtro V multitud de pequeños objetos no estelares (ver Figura 6.58), situándose la mayoría dentro de la componente de baja luminosidad. Aún cuando se observan muchos objetos de fondo en toda la imagen (campo de unos  $6' \times 6'$ ), son especialmente numerosos alrededor de SBS 1045+365, lo que induce a pensar que algunos puedan estar físicamente asociados a la galaxia. Esta observación



FIGURA 6.58: Imagen profunda de SBS 1054+364 sumando las exposiciones en filtros U, B y V (2.56m NoT). A la izquierda se muestra el campo alrededor de la galaxia, saturando la imagen para detectar los objetos más debiles. Se aprecia una componente extensa de baja luminosidad alrededor de SBS 1054+365. La imagen de la derecha, que muestra la galaxia sin saturar, incluye la posición de rendija usada para la toma de los datos espectroscópicos en 2.5m INT. También se indican las distintas zonas analizadas dentro de la galaxia.

no es única de esta galaxia de la muestra: otras galaxias cercanas de nuestra muestra como Mkn 5 muestran estructuras parecidas.

#### Fotometría en filtros anchos

En la Tabla 6.29 se recopilan los resultados fotométricos obtenidos para SBS 1054+365 y las regiones recalcadas anteriormente. También se incluye el análisis del cuerpo principal (MB) y de la componente de baja luminosidad (UC). Siguiendo el procedimiento descrito en §5.2.1, hemos corregido los colores de algunos objetos por la emisión del gas, que no es despreciable. Observamos que la región central posee los colores más azules, indicando una edad de la población estelar dominante inferior a 5 Ma. El resto de objetos también muestra colores azules, excepto la componente de baja luminosidad, como era de esperar dominada por una población de estrellas viejas, con edades superiores a 500 Ma. Por otro lado, el objeto compañero muestra colores ópticos y NIR consistentes con poblaciones de estrellas muy evolucionadas, con edades superiores a 500 Ma, excepto en su zona central (designada como *Comp C* en la Tabla 6.29), donde sus colores indican la existencia de estrellas con edades entre 100 y 200 Ma. El valor de las magnitudes y colores en NIR de este objeto son similares a las ofrecidas por 2MASS ( $J - H \sim 0.63$  y  $H - K_s \sim 0.38$ ).
TABLA 6.29: Resultados de la fotometría en filtros anchos de SBS 1054+365. MB indica el cuerpo principal de la galaxia, mientras que UC indica la componente de baja luminosidad. Comp C es la parte central de la galaxia compañera. Como el  $C(H\beta)$  determinado para SBS 1054+365 proporcionaba E(B - V)=0.01, decidimos usar el valor galáctico,  $E(B - V)_G = 0.02$  (Schlegel et al. 1998). Los colores de algunos objetos han sido corregidos por emisión del gas dada la fuerte presencia de líneas de emisión observada.

| -  |            |                    |                     |                    |                    |       |                   |                 |                 |
|--|------------|--------------------|---------------------|--------------------|--------------------|-------|-------------------|-----------------|-----------------|
| Objeto                                     | $E(B-V)^a$ | $m_B$              | $M_B$               | U - B              | B - V              | V - R | V - J             | J - H           | $H - K_s$       |
| $\mathrm{SBS}1054$                         | 0.02       | $15.46 {\pm} 0.03$ | $-14.06 {\pm} 0.03$ | $-0.34{\pm}0.06$   | $0.33{\pm}0.06$    |       | $0.92{\pm}0.08$   | $0.38{\pm}0.12$ | $0.16{\pm}0.15$ |
| $MB^{b}$                                   | 0.02       | $15.83 {\pm} 0.03$ | $-13.69 {\pm} 0.03$ | $-0.45 \pm 0.06$   | $0.23 \pm 0.06$    |       | $0.72 {\pm} 0.08$ |                 |                 |
| $\mathbf{C}^{c}$                           | 0.02       | $17.81 {\pm} 0.03$ | $-11.71 {\pm} 0.03$ | $-0.69 {\pm} 0.06$ | $-0.02 {\pm} 0.06$ |       | $0.22{\pm}0.10$   | 0.20:           | 0.14:           |
| $a^b$                                      | 0.02       | $18.81 {\pm} 0.03$ | $-10.71 {\pm} 0.03$ | $-0.52 {\pm} 0.06$ | $0.19 {\pm} 0.06$  |       | $0.50{\pm}0.12$   |                 |                 |
| $\mathbf{b}^d$                             | 0.02       | $18.47 {\pm} 0.03$ | $-11.05 {\pm} 0.03$ | $-0.52 {\pm} 0.06$ | $0.16 {\pm} 0.06$  |       | $0.79{\pm}0.12$   | 0.15:           | 0.10:           |
| d  | 0.02       | $19.97 {\pm} 0.03$ | $-9.55 \pm 0.03$    | $-0.55 {\pm} 0.06$ | $0.10 {\pm} 0.06$  |       | $0.70 {\pm} 0.12$ |                 |                 |
| UC   | 0.02       |                    |                     | $0.11 {\pm} 0.08$  | $0.42 {\pm} 0.08$  |       | $1.05{\pm}0.15$   | 0.7:            |                 |
| Comp                                       | 0.02       | $16.84 {\pm} 0.03$ |                     | $-0.10 \pm 0.06$   | $0.61 {\pm} 0.06$  |       |                   |                 |                 |
| $\operatorname{Comp} \operatorname{C}^{e}$ | 0.02       | $17.42 {\pm} 0.03$ |                     | $-0.28{\pm}0.06$   | $0.49{\pm}0.06$    |       | $1.75 {\pm} 0.08$ | 0.66 0.10       | $0.27{\pm}0.15$ |

 $^a$ Usamos el valor de la extinción Galáctica,  $E(B-V)_G$  = 0.02 (Schlegel et al. 1998).

 $^{b}$ Posiblemente, los colores tienen una pequeña contribución de la emisión nebular.

<sup>c</sup> Colores corregidos por la emisión del gas usando  $\Delta(U-B)_e = -0.14$ ,  $\Delta(B-V)_e = -0.45$  y  $\Delta(V-J) = -0.47$ .

<sup>d</sup> Colores corregidos por la emisión del gas usando  $\Delta(B - V)_e \sim -0.05$ . <sup>e</sup> Zona central del objeto compañero 2MASX J10574661+3616582.

#### Fotometría en $\mathbf{H}\alpha$

En la Figura 6.59 mostramos la imagen neta en H $\alpha$  obtenida para SBS 1054+365 comparada con los mapas de contornos en B y J. Observamos que prácticamente toda la emisión nebular proviene de la zona O del sistema, especialmente de la parte central (C) y del semianillo del borde oriental (a). Identificamos una nueva zona con emisión en H $\alpha$ , nombrada como e en la Figura 6.59, al SO de la zona central. Se detecta una débil emisión en la posición de la región b (dos regiones distintas, también detectadas así en nuestro espectro), pero nada en torno a d. La galaxia compañera también desaparece al obtener el flujo neto en H $\alpha$ , indicando que o no tiene emisión (si se encuentra a la misma velocidad radial de SBS 1054+365) o bien que tiene una velocidad de recesión distinta a la galaxia principal (por lo que se concluiría que ambos objetos no están asociados físicamente). La FWHM del filtro estrecho usado para obtener la imagen en H $\alpha$  (NOT21) es de 33 Å centrado en  $\lambda_c$ =6564 Å, lo que nos restringe el rango en *redshift* entre z=0 hasta  $z \sim 0.0027$  (=810 km s<sup>-1</sup> $\sim$  10.8 Mpc).

Los resultados de la fotometría en H $\alpha$  obtenidos al calibrar en flujo, corrigiendo tanto de extinción como de contaminación por las líneas de [N II] (ambos efectos casi despreciables en este caso) se recopilan en la Tabla 6.26. El flujo total obtenido para SBS 1054+365 es de  $f_{\rm H}\alpha = (5.87 \pm 0.22) \times 10^{-13} \, {\rm erg \, cm^{-2} \, s^{-1}}$ . El número de estrellas O7V equivalentes para contabilizar la luminosidad observada es de ~3300. El ritmo de formación estelar determinado usando la relación de Kennicutt (1998) es de  $SFR_{\rm H}\alpha \sim 0.04 \, M_{\odot} \, {\rm yr^{-1}}$ . Se trata también de la primera estimación del ritmo de formación estelar en esta galaxia, puesto que no existen datos en FIR ni en continuo



FIGURA 6.59: Mapas de contornos de SBS 1054+365 en imágenes H $\alpha$  (sustraido de continuo), B y J. El nivel más externo corresponde con  $3\sigma$  del brillo del cielo.

de radio a 1.4 GHz para ella. Las anchuras equivalentes obtenidas están de acuerdo con las medidas usando espectroscopía, indicando que la edad del último brote de formación estelar es de unos 5 Ma.

La galaxia compañera tiene datos en FIR y 1.4 GHz (ver Tablas 5.12 y 5.11). Usando estos valores y suponiendo que el objeto se encuentra a la misma distancia que SBS 1054+365, determinamos  $SFR_{\rm FIR} \sim 0.01 \ M_{\odot} \ {\rm yr}^{-1}$  y  $SFR_{1.4 \, {\rm GHz}} \sim 0.002 \ M_{\odot} \ {\rm yr}^{-1}$ . No obstante, el no detectar nada de emisión en H $\alpha$  en este objeto y siendo nuestro umbral mínimo  $SFR_{\rm H\alpha} \sim 0.0005 \ M_{\odot} \ {\rm yr}^{-1}$  dada la cercanía de SBS 1054+365, creemos que este objeto compañero está más lejos que la galaxia principal. Datos espectroscópicos serían fundamentales para determinar el *redshift* verdadero de este particular objeto extragaláctico.

#### 6.12.2 Resultados espectroscópicos

Observamos la galaxia SBS 1054+364 usando el espectrógrafo IDS instalado en el telescopio 2.5m INT, empleando una rendija con AP 55° con la que se abarcaba el cuerpo principal de la galaxia a través de su eje mayor. Así, atravesábamos además de la región central el objeto *b* y parte del semi-anillo oriental. Finalmente, sólo se extrajeron dos regiones: la central y la del objeto *b*. El espectro obtenido de la zona central se representa en la Figura 6.60, mientras que los valores de los flujos de las líneas de emisión detectadas en ambas regiones, corregidas por enrojecimiento, y otras propiedades espectroscópicas importantes se recopilan en la Tabla 6.27. El espectro del objeto principal está dominado por emisión nebular, sin observarse absorciones estelares. No observamos la línea de HeII  $\lambda$ 4686, pero parece observarse un abultamiento en este rango que podría identificarse con el WR *bump* azul.

Desgraciadamente, no pudimos obtener espectros colocando una rendija perpendicularmente al eje mayor de la galaxia, cubriendo también el objeto compañero, pero sería muy interesante conseguirlos en el futuro para confirmar su *redshift* y comprender mejor su naturaleza.



FIGURA 6.60: Espectro obtenido de la zona central de SBS 1054+364 con el telescopio 2.5m INT, indicando las líneas más importantes. No está corregido por enrojecimiento.

#### Condiciones físicas del gas ionizado

La detección de la línea de  $[O III] \lambda 5007$  en la zona central nos ha permitido calcular la temperatura electrónica de alta excitación, estimando la de baja excitación empleando la relación de Garnett (1992). No obstante, en la zona *b* sólo observamos las líneas más intensas, por lo que buscamos la pareja de temperaturas de alta y baja excitación que mejor reprodujese la abundancia de oxígeno proporcionada por la calibración empírica de Pilyugin (2001a,b). La densidad electrónica del gas, determinada usando las líneas de [SII]  $\lambda\lambda 6716,6731$ , está en el límite de baja densidad en el objeto central, obteniéndose un valor mayor en la región *b*. El coeficiente de enrojecimiento determinado para ambas regiones es bajo, siendo inferior al Galáctico (aunque válido dentro de los errores) en el caso del centro de la galaxia. Al comparar los cocientes de [O III]  $\lambda$ 5007/H $\beta$ , [N II]  $\lambda$ 6584/H $\alpha$  y [S II]  $\lambda\lambda$ 6716,6730/H $\alpha$  con los diagramas de diagnóstico de Dopita et al. (2000) y Kewley et al. (2001), encontramos que los dos objetos pueden clasificarse como *starbursts*.

## Abundancias químicas

Las abundancias químicas calculadas para cada zona se indican en la Tabla 6.28. La abundancia de oxígeno calculada para el centro de SBS 1054+364 es  $12+\log(O/H)=$ 8.00±0.08, muy parecida a la determinada al objeto *b* pese a su gran error al determinarse de forma empírica,  $12+\log(O/H)\sim$ 8.13. El grado de ionización del objeto central es alto, mientras que el determinado para el objeto *b* es muy bajo. Los valores proporcionados por Izotov y Thuan (1999) de las abundancias de SBS 1054+364 son  $12+\log(O/H) = 7.97\pm0.02$ ,  $\log(N/O) = -1.48\pm0.03$ ,  $\log(S/O) = -1.44\pm0.03$ ,  $\log(N/O) = -0.71\pm0.02$  y  $\log(Ar/O) = -2.23\pm0.04$ , en excelente acuerdo con los resultados aquí encontrados.

## Cinemática de SBS 1054+365

Usando el espectro bidimensional obtenido con la posición de rendija observada en SBS 1054+365, con AP 55°, hemos construido el diagrama posición velocidad que se muestra en la Figura 6.61. Se extrajeron zonas de 3 píxeles (1.2 arcsec) a través



FIGURA 6.61: Diagramas posición-velocidad para la posición de rendija observada en SBS 1054+365. Las ordenadas crecen hacia el NE.

del perfil de la emisión en H $\alpha$ , tomándose como referencia el centro de la galaxia. El diagrama es algo confuso, no se observa un patrón de rotación, sino varios reversos de velocidad. No obstante, la amplitud de la variación de la velocidad es muy pequeña, por lo que no se puede decir mucho. La zona central parece mostrar un gradiente de unos 40 km s<sup>-1</sup> entre -5'' y 10". Este rasgo también es observado por Zasov et al. (2000), quienes no encuentran la cinemática perturbada que nosotros vemos (ver su figura 3b) por su mucho menor muestreo. Estos autores sugieren este gradiente es indicio de rotación. La zona SO, donde se sitúa el objeto *a*, parece no seguir este patrón, desviádose la velocidad unos 40 km s<sup>-1</sup> en 7.2". Por otro lado, el objeto *b* (subdividido en las dos zonas claramente diferenciadas en el espectro) parece estar también desacoplado al patrón general del centro de la galaxia, moviéndose incluso en dirección contraria (la tendencia en el cuerpo principal es disminuir la velocidad según nos movemos hacia el NE; el objeto *b* tiene justo el comportamiento inverso).

Podemos realizar un calculo tentativo de la masa kepleriana de la galaxia suponiendo que  $\Delta v \sim 20 \text{ km s}^{-1}$  para un radio de  $d \sim 16''$  (=624 pc) y una inclinación de  $i \sim 60^{\circ}$  (inclinación determinada a partir del cociente entre el eje menor y el eje mayor de SBS 1054+365 observado en nuestras imágenes). Obtenemos así  $M_{Kep} \sim 7.8 \times 10^7 M_{\odot}$  y un cociente masa Kepleriana-luminosidad de  $M_{Kep}/L_{\odot} \sim 1.19$ . La masa de polvo frío no se pudo determinar al faltar los datos en FIR. Con las medidas de HI de 21 cm proporcionadas por Zasov et al. (2000) y recogidas en la Tabla 5.11 determinamos una masa de hidrógeno atómico de  $M_{\rm HI}$ =(6.08±0.59)×10<sup>7</sup>  $M_{\odot}$  y  $M_{\rm HI}/L_B \sim 0.93$ . La masa dinámica, calculada a partir de  $W_{\rm HI}$  suponiendo un radio total de 35'' (=1365 pc) y la misma inclinación, es de  $M_{\rm Dyn} \sim 1.5 \times 10^9 M_{\odot}$ . Este valor indica un cociente masa dinámica-luminosidad de  $M_{\rm Dyn}/L_B \sim 22.3$  y un cociente  $M_{\rm HI}/M_{\rm Dyn} \sim 0.04$ . Todos estos valores son los típicos encontrados en BcDGs (Salzer et al. 2002, Huchtmeier et al. 2005). La escala de tiempo de depleción del gas es superior 2.5 Ga, indicando que la galaxia aún posee muchas reservas de material para la formación de nuevas generaciones de estrellas.

# 6.12.3 Edades de las poblaciones estelares

En la Figura 6.56 comparamos los colores de SBS 1054+365 (rombos) y la galaxia compañera (cuadrado), corregidos tanto por extinción como por emisión nebular, con los modelos teóricos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997) para brotes instantáneos con IMF de Salpeter y  $Z/Z_{\odot}=0.2$ . Para las zonas analizadas en SBS 1054+365 se encuentra un excelente acuerdo con las predicciones teóricas, indicando el dominio de la población estelar joven con edad entre 5 y 100 Ma. Sólo el color B - V muestra una pequeña variación hacia el rojo, sugiriendo la presencia de una población más evolucionada. Esta población vieja domina claramente en la componente subyacente de baja luminosidad, sugiriendo edades mayores de 500 Ma. Por último, la galaxia compañera tiene colores que no corresponden en absoluto con los modelos. Probablemente, tengamos en este objeto una contribución muy similar de estrellas jóvenes (posiblemente localizadas en el *anillo* central, que proporcionarían el valor del color U - B observado, con edad algo inferior a 100 Ma) y viejas (que dominarían el resto de los colores ópticos y NIR, con una edad superior a 1 Ga).

# 6.12.4 Conclusiones

La BCDG cercana SBS 1054+365 muestra una estructura elíptica con varias regiones de formación estelar inmersa en una componente de baja luminosidad más ancha y con una población de estrellas evolucionadas. Dicha componente no parece estar orientada en la misma dirección que la estructura brillante interna, sino que ambas parecen formar un ángulo de unos 30°. La abundancia de oxígeno determinada para la región más brillante es  $12 + \log(O/H) = 8.00 \pm 0.08$ , de acuerdo con anteriores medidas. En el espectro de este objeto detectamos un abultamiento alrededor de  $\lambda$ 4686 que parece indicar la existencia de estrellas WR. La cinemática del gas parece estar algo perturbada, encontrándose que el objeto *b*, localizado a 16'' (=0.62 kpc) al noreste de la región brillante central, parece estar desacoplado del patrón cinemático general del sistema. Estos hechos podría interpretrarse como indicios de interacciones sufridas por SBS 1054+365. Por otro lado, la galaxia compañera 2MASX J10574661+3616582 no muestra emisión en H $\alpha$  pero sí colores relativamente azules; posiblemente se trate de un objeto más lejano no asociado físicamente con SBS 1054+365.

# 6.13 SBS 1211+540

La galaxia enana compacta azul (BCDG) SBS 1211+540 (PGC 39055) fue identificada por Markarian, Stepanian y Erastova (1985). Pustilnik et al. (2001) indica que la galaxia posee una morfología perturbada, con un objeto compañero brillante cercano. SBS 1211+540 incluida en el estudio de abundancias químicas en BCDGs efectuado por Izotov y colaboradores (Izotov et al. 1991; Izotov, Thuan y Lipovetski 1994; Thuan, Izotov y Lipovetski, 1995; Izotov y Thuan, 1998; Guseva et al. 2000; Izotov y Thuan, 2004) y estudiada en radio por Thuan et al. (1999) y Huchtmeier, Krishna y Petrosian (2005). El rasgo WR fue descubierto, como en otras galaxias similares, por Izotov, Thuan y Lipovetski (1994), quienes detectaron la emisión nebular de la línea HeII  $\lambda$ 4686 (Schaerer et al. 1999). No obstante, el reanálisis de Guseva et al. (2000) sólo indica la presencia de la línea ancha, arguyendo que la baja relación señal-a-ruido de su espectro no permite la detección de ningún otro rasgo WR en esta galaxia de muy baja metalicidad [12+log(O/H) = 7.64 o  $Z \sim Z_{\odot}/19$ ].

## 6.13.1 Resultados fotométricos

En la Figura 6.62 se muestra nuestra imagen profunda de SBS 1211+540 sumando todas las exposiciones efectuadas en filtros ópticos. El seeing de la noche era muy bueno, de 0.7". Situada a 13.1 Mpc (Tabla 5.9), un segundo de arco equivale a 63 pc. En la imagen observamos una condensación central (designada como C) de unos 3.3" (=208 pc) de diámetro inmersa en una componente de baja luminosidad de forma elíptica. Esta estructura tiene un tamaño de  $17"\times10"$  (= $1.07\times0.63$  kpc). Aproximadamente a 4.2" (=265 pc) hacia el N del centro se haya un objeto brillante, a, que parece estar conectado con la parte interna mediante un débil arco (apenas visible en la Figura 6.62). En dirección contraria y con concavidad invertida se desarrolla otra estructura arqueada que sale de la galaxia por su parte S (señalado con una flecha en la Figura 6.62 izquierda). Ambas estructuras, muy débiles, no son las únicas: otra débil pluma surge hacia hacia el SE, aparentemente alcanzando el objeto b, a unos 11" (=700 pc). Examinando la imagen justo por encima del nivel del cielo, localizamos en la zona NO otra debilísima estructura arqueada (señalada con una flecha en la imagen superior derecha de la Figura 6.62).

#### Fotometría en filtros anchos

En la Tabla 6.30 se recopilan los resultados de la fotometría de apertura de SBS 1211+540 para filtros anchos considerando varias aperturas. Se han corregido por extinción usando el coeficiente de enrojecimiento determinado a partir de nuestros datos espectroscópicos. No se proporcionan datos en NIR porque esta galaxia no pudo observarse en 1.5m CST y el cartografiado 2MASS no la recoge. La magnitud absoluta del objeto,  $M_B = -13.27$ , indica que se trata de una galaxia enana. Los colores ópticos obtenidos están de acuerdo con un objeto dominado por población joven: colores azules que indican edades inferiores a 5 Ma en el centro y un poco



FIGURA 6.62: Imagen profunda de SBS 1211+540 sumando las exposiciones en filtros  $U, B, V \ge R$  (2.56m NoT). A la izquierda se muestra el campo alrededor de la galaxia, saturando la imagen para detectar los objetos más debiles, algunos de los cuales están identificados. La imagen de la derecha abajo muestra la galaxia sin saturar, localizándose las zonas analizadas e incluyendo la posición de rendija usada para la toma de los datos espectroscópicos en 4.2m WHT. Dos flechas grises señalan las dos débiles plumas al S. En la imagen de la derecha arriba se muestra una imagen muy saturada de la galaxia, indicando con una flecha la posición de una debilísima pluma en la zona NO.

mayor en conjunto. No obstante, el color V-R sugiere cierta contaminación por una población de estrellas más viejas. En efecto, al estimar el color de la componente de baja luminosidad obtenemos  $(B-V)_{UC}=0.29$  y  $(V-R)_{UC}=0.35$ , colores rojos que sugieren la presencia de una población de entre 100 y 500 Ma.

Por otro lado, el objeto b posee colores incluso más rojos que los determinados para la componente de baja luminosidad, por lo que posiblemente se trata de una galaxia de fondo. Los objetos cercanos analizados también muestran colores rojizos, sugiriendo que son galaxias más lejanas, en especial el objeto #4.

#### Fotometría en $H\alpha$

La imagen neta en H $\alpha$  conseguida de SBS 1211+540 se muestra en la Figura 6.63. Observamos, al comparar con los mapas de contornos en B y R, que la emisión nebular está localizada únicamente en la zona norte de la galaxia: su centro y el objeto a. Por el contrario, no se observa emisión en el objeto b, situado al SE. Ningún objeto adicional del campo observado muestra emisión en H $\alpha$  en el rango de velocidad (0-810 km s<sup>-1</sup>) cubierto por el filtro H $\alpha$  (NOT21).



FIGURA 6.63: Mapas de contornos de SBS 1211+540 en imágenes H $\alpha$  neta, B y R. El nivel más externo corresponde con  $3\sigma$  del brillo del cielo. La escala es logarítmica.

TABLA 6.30: Resultados de la fotometría en filtros anchos de SBS 1211+540. La primera fila indica el valor integrado para toda la galaxia, las 3 siguientes los objetos C (centro), a y b. UC indica los valores para la componente de baja luminosidad. Por último, se recopilan los valores determinados para algunos objetos cercanos (ver Figura 6.62). E(B-V) se calculó a partir del  $C(H\beta)$  determinado por espectroscopía.

| Objeto      | E(B - V)          | $m_B$              | $M_B$               | U - B              | B - V              | V - R             | V - J | J - H | $H - K_s$ |
|-------------|-------------------|--------------------|---------------------|--------------------|--------------------|-------------------|-------|-------|-----------|
| $SBS1211^c$ | $0.08 {\pm} 0.01$ | $17.32 {\pm} 0.03$ | $-13.27 {\pm} 0.03$ | $-0.61 {\pm} 0.06$ | $0.04 {\pm} 0.06$  | $0.21 {\pm} 0.06$ |       |       |           |
| $C^b$       | $0.08 {\pm} 0.01$ | $18.67 {\pm} 0.03$ | $-11.92{\pm}0.03$   | $-0.89 {\pm} 0.06$ | $-0.03 {\pm} 0.06$ | $0.13{\pm}0.06$   |       |       |           |
| $a^c$       | $0.08 {\pm} 0.01$ | $20.53 {\pm} 0.03$ | $-10.06 {\pm} 0.03$ | $-0.71 {\pm} 0.06$ | $0.00 {\pm} 0.06$  | $0.15{\pm}0.06$   |       |       |           |
| b           | $0.08 {\pm} 0.01$ | $22.4 \pm 0.1$     | $-8.2 \pm 0.1$      |                    | $0.45 \pm 0.15$    | $0.48 {\pm} 0.10$ |       |       |           |
| UC          | $0.08 {\pm} 0.01$ |                    |                     | $-0.21 {\pm} 0.06$ | $0.29 {\pm} 0.06$  | $0.35 {\pm} 0.06$ |       |       |           |
| #1          | $0.02^{a}$        | $22.0 {\pm} 0.1$   |                     |                    | $0.8 {\pm} 0.2$    | $0.66 {\pm} 0.12$ |       |       |           |
| #2          | $0.02^{a}$        | $22.0 \pm 0.1$     |                     | -0.2:              | $0.6 {\pm} 0.2$    | $0.44{\pm}0.12$   |       |       |           |
| #3          | $0.02^{a}$        | $20.06 {\pm} 0.05$ |                     | $-0.30 {\pm} 0.15$ | $0.56 {\pm} 0.09$  | $0.39{\pm}0.08$   |       |       |           |
| #4          | $0.02^{a}$        | $21.42 \pm 0.08$   |                     | $0.45 {\pm} 0.18$  | $1.18 \pm 0.14$    | $0.77 {\pm} 0.08$ |       |       |           |

 $^a$ Valor de la extinción Galáctica,  $E(B-V)_G$  = 0.02 (Schlegel et al. 1998).

<sup>c</sup> Colores corregidos por emisión del gas usando  $\Delta(U - B)_e = -0.19, \Delta(B - V)_e = -0.47 \text{ y} \Delta(V - R)_e = 0.40, C^2 Colores corregidos por emisión del gas usando <math>\Delta(U - B)_e = -0.08, \Delta(B - V)_e = -0.24 \text{ y} \Delta(V - R)_e = 0.20.$ 

En la Tabla 6.26 se recopilan los resultados de la fotometría en H $\alpha$  obtenidos al calibrar en flujo, corrigiendo tanto de extinción como de contaminación por las líneas de [NII] (dada la poca intensidad de estas líneas, este efecto es totalmente despreciable). Èl flujo total obtenido para SBS 1211+540 es de  $f_{
m Hlpha}$  = (8.17  $\pm$ 0.31)×10<sup>-12</sup> erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>. El número de estrellas O7V equivalentes para contabilizar la luminosidad observada es de  ${\sim}1000$ . El ritmo de formación estelar determinado usando la relación de Kennicutt (1998) es de  $SFR_{H\alpha} \sim 0.013 \ M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ . No existen datos en FIR de esta galaxia y sólo un límite superior a su luminosidad en 1.4 GHz (ver Tablas 5.12 y 5.11), que se traduce en  $SFR_{1.4 \text{ GHz}} < 0.012 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ , valor muy cercano al determinado aquí usando el flujo en H $\alpha$ . Las anchuras equivalentes indican que la edad del último brote de formación estelar en el centro del sistema  $(\sim 4.7 \text{ Ma})$  es ligeramente mayor que la observada en el objeto a  $(\sim 5 \text{ Ma})$ .

# 6.13.2 Resultados espectroscópicos

En la Figura 6.64 se muestra el espectro de SBS 1211+540 obtenido con el telescopio 4.2m WHT, mientras que en la Tabla 6.27 se recopilan los flujos, corregidos por enrojecimiento, de las líneas detectadas, así como otras propiedades espectroscópicas importantes. De nuevo tenemos un objeto dominado por la emisión nebular; las líneas de absorción estelares son prácticamente inexistentes. De hecho, el continuo tiene una relación señal a ruido baja. No detectamos el WR *bump* azul en el espectro de esta galaxia y tampoco la línea de He II  $\lambda$ 4686.

#### Condiciones físicas del gas ionizado

Determinamos la temperatura electrónica de alta excitación usando el cociente entre las líneas de [O III]  $\lambda\lambda$ 4959,5007 y la débil línea aurolar [O III]  $\lambda$ 4363. Obtenemos una T(O III) muy alta, 17100±600 (ver Tabla 6.28), indicando que nos encontramos con una galaxia de metalicidad muy baja. La temperatura de baja excitación se calculó considerando la relación proporcionada por Garnett (1992). La densidad electrónica es de  $N_e$ =320±50 y fue calculada usando los dobletes de [O II]  $\lambda\lambda$ 3726,3729 y [S II]  $\lambda\lambda$ 6717,6731. El coeficiente de enrojecimiento se calculó usando todas las líneas de Balmer disponibles con error menor del 20%. Los diagramas de diagnóstico de Dopita et al. (2000) y Kewley et al. (2001) indican que la fotoionización del gas no se produce por choques, por lo que se trata de *starburst* propiamente dicho.

### Abundancias químicas

En la Tabla 6.28 se recopilan todas las abundancias químicas de SBS 1211+540 determinadas a partir de nuestro espectro . La abundancia de oxígeno encontrada es de 12+log(O/H)=7.65±0.04, en excelente acuerdo con el valor proporcionado por lzotov y Thuan (1999), 12+log(O/H)=7.64±0.01. Se trata, por tanto, de la galaxia menos metálica analizada en esta tesis. El cociente O<sup>++</sup>/O<sup>+</sup> es alto, sugiriendo que se trata de un objeto de alta excitación. La única línea utilizada para el cálculo de la abundancia de N<sup>+</sup>/H<sup>+</sup>, [N II]  $\lambda$ 6583, tiene un flujo muy bajo (lógico para un objeto de la baja metalicidad de SBS 1211+540) y con un error de casi el 40%. Aún así, el cociente N/O determinado, log(N/O)~ -1.62, también concuerda por el valor dado por lzotov y Thuan (1999), log(N/O)=-1.59±0.02. El resto de abundancias químicas, log(S/O)~ -1.47 y log(Ne/O)~ -0.75 también coinciden con los resultados proporcionados por estos autores, log(S/O)~ -1.48 y log(Ne/O)~ -0.75.

#### Cinemática de SBS 1211+540

La Figura 6.65 muestra el diagrama posición velocidad obtenido al analizar el espectro bidimensional de SBS 1211+540. Se empleó una rendija con un AP de 138°. Esta posición de rendija no atravesaba la región a que, como vimos antes, muestra emisión nebular. Se extrajeron zonas de 4 píxeles (0.8 arcsec) a través del perfil de



FIGURA 6.64: Espectros obtenidos de SBS 1211+540 con el telescopio 4.2m WhT, indicando las líneas más importantes. No están corregidos por enrojecimiento.

la emisión en  $[O III] \lambda 5007$ , tomándose como referencia el centro de SBS 1211+540. La zona inferior del diagrama corresponde a la región SE de la galaxia. El diagrama obtenido no muestra un patrón de rotación. Este hecho nos informa que la cinemática del gas podría estar perturbada, aunque la amplitud de la variación de velocidad es pequeña. Quizás, el cambio de comportamiento de la velocidad que se observa en la zona inferior del diagrama corresponde a la cola óptica que se aparece al SE de la galaxia. En efecto, eliminando los cuatro puntos inferiores de la figura, obtenemos un patrón que sí corresponde con una rotación. Si esto es correcto, la cola óptica tendría un gradiente en velocidad de ~20 km s<sup>-1</sup>, aunque este valor debería ser mayor porque está contrarrestando la hipotética velocidad de rotación del sistema (20-30 km s<sup>-1</sup> extendiendo los valores de la zona NO).

Suponiendo que la zona superior de la galaxia es consecuencia de la rotación del sistema, podemos estimar la masa Kepleriana del mismo. Asumimos  $\Delta v \sim 30$  km s<sup>-1</sup> para un radio de  $\sim 5''$  (=315 pc). La inclinación de la galaxia, determinada usando el cociente entre el eje menor y el eje mayor de SBS 1211+540, es de  $i \sim 50^{\circ}$ . Con estos datos se obtiene una masa de  $M_{\rm Kep} \sim 1.13 \times 10^8 M_{\odot}$  y un cociente masa luminosidad de  $M_{\rm Kep}/L_B \sim 4.26$ . Por otro lado, podemos usar los datos en HI 21 cm proporcionados por Huchtmeier et al. (2005) y mostrados en la Tabla 5.11 para determinar la masa de hidrógeno neutro y la masa dinámica. Éstas son  $M_{\rm HI} = (2.4 \pm 0.4) \times 10^7 M_{\odot}$  y  $M_{\rm Dyn} \sim 1.14 \times 10^8 M_{\odot}$ , lo que se traducen en unos cocientes  $M_{\rm HI}/M_{\rm Dyn} \sim 0.21$ ,  $M_{\rm HI}/L_B \sim 0.91$  y  $M_{\rm Dyn}/L_B \sim 4.29$ . Encontramos que la masa dinámica (determinada usando datos de radio) y la Kepleriana (a través de nuestros datos espectroscópicos) prácticamente coinciden. Esto no es lo común, ni mucho menos, sino que ocurre todo lo contrario (como se puede comprobar viendo el resto de objetos de esta tesis para los que se dispone de ambas medidas). Posi-



FIGURA 6.65: Diagrama posición-velocidad para la posición de rendija observada en SBS 1211+532. Las ordenadas crecen hacia el NO.

blemente, se ha exagerado la velocidad de rotación dada por el diagrama posición velocidad de la Figura 6.65. Este hecho sugiere que, además de la rotación, tenemos una componente en velocidad adicional en esta zona. Posiblemente el origen de dicha componente haya que buscarlo en la sutil cola óptica nordoccidental encontrada en nuestras imágenes profundas.

Finalmente, la escala de tiempo de depleción del gas es de 2.5 Ga. Este alto valor, unido al hecho de que aproximadamente el 21% de la masa del sistema es hidrógeno neutro, sugiere que SBS 1211+540 posee mucho material disponible para nuevos fenómenos de formación estelar.

# 6.13.3 Conclusiones

SBS 1211+540 es una BCDG con una metalicidad muy baja, siendo su abundancia de oxígeno 12+log(O/H)=7.65. Aún observado por otros autores, no detectamos el rasgo WR en este sistema. Las imágenes han revelado que se trata de dos brotes u objetos muy cercanos, ambos mostrando importante emisión en H $\alpha$  y colores azules. Están dispuestos sobre una componente extensa dominada por una población de estrellas más evolucionadas pero con edades inferiores a 500 Ma. Detectamos sutiles colas ópticas tanto en la zona noroccidental como sudoriental (donde incluso podrían ser dos). El análisis del diagrama posición-velocidad parece indicar una cinemática perturbada (aunque la amplitud de velocidades es pequeña), sugiriendo que algún tipo de interacción (¿comienzo de un una fusión?) podría haberse producido en SBS 1211+540, quizás siendo responsable del disparo de la formación estelar en este objeto enano.



FIGURA 6.66: Imagen en color de NGC 5113 y SBS 1319+579 combinando datos en filtros continuo de H $\alpha$  (azul), R (verde) y H $\alpha$  (rojo) obtenidos con el telescopio 2.56m Not. Se aprecian muy bien, en color rojo, las regiones de formación estelar existentes en cada sistema.

# 6.14 SBS 1319+579

SBS 1319+579 es una galaxia enana azul compacta (BCDG) del tipo cometario situada a 5' (~42 kpc) de la espiral NGC 5113 (ver Figura 6.66), que posee una velocidad radial similar ( $V_r$ =2131 km s<sup>-1</sup>) a SBS 1319+579 (con  $V_r$ =2060 km s<sup>-1</sup>). Las únicas referencias a este objeto provienen del grupo de lzotov al incorporarla en sus estudios de helio primordial y abundancias químicas en BCDGs (lzotov, Thuan y Lipovetsky, 1997; lzotov y Thuan, 1998, 1999; Guseva et al. 2000; lzotov y Thuan



FIGURA 6.67: Imagen profunda de SBS 1319+579 en el filtro V (2.56m NoT). A la izquierda se muestra el campo alrededor de la galaxia, saturando la imagen para detectar los objetos más debiles, algunos de los cuales están identificados. Se aprecia la estructura cometaria de la galaxia. A la derecha se muestra una imagen profunda, sin saturar, obtenida al combinar exposiciones en filtros U, B, V y R (2.56m NoT), nombrándose las regiones más relevantes de la galaxia e incluyendo la posición de rendija usada para la toma de los datos espectroscópicos en el telescopio 4.2m WHT.

2004). Schaerer et al. (1999) la incluyen en su catálogo de galaxias WR porque lzotov, Thuan y Lipovetsky (1997) encuentran las líneas anchas y nebular de HeII  $\lambda$ 4686 en sus espectros. Guseva et al. (2000) también señalan la existencia de los rasgos espectrales de SiIII  $\lambda$ 4565, CIV  $\lambda$ 4658, HeI/NII  $\lambda$ 5047, NII  $\lambda$ 5720-40 y CIV  $\lambda$ 5808, sugiriendo la presencia de poblaciones de estrellas WNL y WCE. Estos autores recalcaban también la fuerte contaminación de emisión nebular en el WR *bump* azul.

### 6.14.1 Resultados fotométricos

En la Figura 6.67 se muestra la imagen profunda en V de SBS 1319+579. Localizada a 28.8 Mpc de distancia (ver Tabla 5.9), un segundo de arco equivale a 0.14 kpc. La forma elíptica de la galaxia, con ejes de 53" (=7.52 kpc) y 21" (=2.94 kpc), se distingue claramente. En su interior se suceden en línea varios nudos brillantes, comenzando por el borde SO donde se localiza el objeto A<sup>11</sup> hasta el más occidental, el objeto C, a 30" (=4.2 kpc) de A. Entre ambos, se encuentran las regiones B, d y e. Otros objetos (f, g y h) se observan, partiendo desde C, al sur de

<sup>&</sup>lt;sup>11</sup>Seguimos la notación de Izotov, Thuan y Lipovetsky (1997) para las regiones A, B y C.



FIGURA 6.68: Mapas de contornos de SBS 1319+579 en imágenes H $\alpha$  (sustraído de continuo), B y J. El nivel más externo corresponde con  $3\sigma$  del brillo del cielo.

TABLA 6.31: Resultados de la fotometría en filtros anchos de SBS 1319+579. E(B-V) se determinó a partir del  $C(H\beta)$  estimado mediante espectroscopía.

| Objeto           | E(B-V)            | $m_B$              | $M_B$               | U - B              | B - V              | V - R             | V - J             | J - H             | $H - K_s$       |
|------------------|-------------------|--------------------|---------------------|--------------------|--------------------|-------------------|-------------------|-------------------|-----------------|
| SBS1319          | $0.02 {\pm} 0.01$ | $15.32 {\pm} 0.03$ | $-18.53 {\pm} 0.03$ | $-0.39 {\pm} 0.06$ | $0.34 {\pm} 0.06$  | $0.19{\pm}0.06$   | $1.03{\pm}0.08$   | $0.39 {\pm} 0.12$ | $0.16{\pm}0.20$ |
| $A^b$            | $0.02 {\pm} 0.01$ | $17.61 {\pm} 0.03$ | $-16.24 {\pm} 0.03$ | $-0.77 {\pm} 0.06$ | $-0.04 {\pm} 0.06$ | $0.02{\pm}0.06$   | $0.31{\pm}0.12$   | $0.21{\pm}0.14$   |                 |
| $\mathbf{B}^{c}$ | $0.08 {\pm} 0.02$ | $17.41 {\pm} 0.03$ | $-16.44 {\pm} 0.03$ | $-0.45{\pm}0.08$   | $0.12 {\pm} 0.06$  | $0.25{\pm}0.06$   | $0.88{\pm}0.12$   | $0.28{\pm}0.16$   |                 |
| $C^d$            | $0.02 {\pm} 0.01$ | $17.98 {\pm} 0.03$ | $-15.87 {\pm} 0.03$ | $-0.72 {\pm} 0.06$ | $0.02 {\pm} 0.06$  | $0.12{\pm}0.06$   | $0.68{\pm}0.12$   | $0.25{\pm}0.16$   |                 |
| UC               | $0.02 \pm 0.01$   |                    |                     | $-0.15 {\pm} 0.08$ | $0.29 {\pm} 0.06$  | $0.33{\pm}0.06$   | $1.20{\pm}0.20$   |                   |                 |
| #1               | $0.014^{a}$       | $20.11 {\pm} 0.04$ |                     | $-0.09 {\pm} 0.08$ | $0.63{\pm}0.08$    | $0.48{\pm}0.08$   | $1.41 {\pm} 0.12$ |                   |                 |
| #2               | $0.014^{a}$       | $18.93 \pm 0.04$   |                     | $0.32 {\pm} 0.08$  | $1.03 \pm 0.07$    | $0.67 {\pm} 0.06$ |                   |                   |                 |
| #3               | $0.014^{a}$       | $19.63 \pm 0.04$   |                     | $0.04 \pm 0.08$    | $0.79 \pm 0.07$    | $0.59 \pm 0.06$   | $1.47 \pm 0.12$   |                   |                 |
| #4               | $0.014^{a}$       | $20.13 \pm 0.04$   |                     | $-0.01 \pm 0.08$   | $0.72 {\pm} 0.08$  | $0.59 \pm 0.08$   | $1.65 \pm 0.12$   |                   |                 |

<sup>a</sup> Valor de la extinción Galáctica,  $E(B - V)_G = 0.014$  (Schlegel et al. 1998).

<sup>b</sup> Corrigiendo por emisión del gas,  $\Delta(U-B)_e \sim -0.05$ ,  $\Delta(B-V)_e \sim -0.65$ ,  $\Delta(V-R)_e \sim 0.56$  y  $\Delta(V-J)_e \sim -0.7$ . <sup>c</sup> Corrigiendo por emisión del gas,  $\Delta(U-B)_e = -0.01$ ,  $\Delta(B-V)_e = -0.12$ ,  $\Delta(V-R)_e = 0.12$  y  $\Delta(V-J)_e \sim -0.19$ . <sup>d</sup> Corrigiendo por emisión del gas,  $\Delta(U-B)_e = -0.03$ ,  $\Delta(B-V)_e = -0.16$ ,  $\Delta(V-R)_e = 0.14$  y  $\Delta(V-J)_e = -0.37$ .

las anteriores y orientadas con un ángulo de posición ligeramente distinto a éstas. Nuestras imágenes, posiblemente las más profundas obtenidas de este objeto hasta la fecha (ver también los contornos en filtros B y H $\alpha$  en la Figura 6.68), sugieren un alineamiento de las zonas A-B-d-e por un lado y las regiones C-f-g-h por otro.

### Fotometría en filtros anchos

En la Tabla 6.31 se recopilan los resultados fotométricos obtenidos para los objetos analizados en SBS 1319+579 así como los colores estimados para la componente de baja luminosidad (UC) observada en la galaxia. Esta componente se definió sobre una zona amplia que no presentaba emisión nebular. Los colores de los objetos A, B y C han sido corregidos por la emisión del gas siguiendo el procedimiento descrito

| Objeto  | Flujo $(10^{-13}$<br>erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup> ) | Luminosidad $(10^{40} \text{ erg s}^{-1})$ | $M_{ m HII}$<br>(10 <sup>6</sup> $M_{\odot}$ ) | $M_{\star}$<br>$(10^6 M_{\odot})$ | ${ m SFR}$<br>$(M_{\odot} { m yr}^{-1})$ | $W(H\alpha)$<br>(Å) | Edad<br>(Myr) |
|---------|---|--|--|-----------------------------------|--|---------------------|---------------|
| SBS1319 | $2.40 \pm 0.15$   | $2.38 \pm 0.15$                            | $0.354 \pm 0.022$                              | $0.78\pm0.05$                     | $0.189 \pm 0.012$                        | $620 \pm 60$        | 4.9           |
| Α       | $1.480 \pm 0.008$   | $1.469 \pm 0.008$                          | $0.2182 \pm 0.0012$                            | $0.28\pm0.02$                     | $0.117 \pm 0.001$                        | $1300 \pm 100$      | 3.7           |
| В       | $0.107 \pm 0.009$   | $0.106 \pm 0.009$                          | $0.0158 \pm 0.0013$                            | $0.10 \pm 0.01$                   | $0.008 \pm 0.001$                        | $150 \pm 30$        | 6.5           |
| С       | $0.579 \pm 0.041$   | $0.575 \pm 0.041$                          | $0.0854 \pm 0.0060$                            | $0.28\pm0.02$                     | $0.046 \pm 0.003$                        | $320 \pm 40$        | 5.3           |
| d       | $0.056 \pm 0.005$   | $0.056 \pm 0.005$                          | $0.0083 \pm 0.0008$                            | $0.06 \pm 0.01$                   | 0.004                                    | $120 \pm 30$        | 7.1           |
| e       | $0.024 \pm 0.003$   | $0.024 \pm 0.003$                          | $0.0035 \pm 0.0004$                            | 0.03                              | 0.002                                    | $100 \pm 30$        | 7.3           |
| f       | $0.081 \pm 0.006$   | $0.080 \pm 0.006$                          | $0.0119 \pm 0.0008$                            | 0.07                              | 0.006                                    | $220 \pm 30$        | 5.9           |
| g       | $0.026 \pm 0.003$   | $0.026 \pm 0.003$                          | $0.0038 \pm 0.0004$                            | 0.04                              | 0.002                                    | $90 \pm 30$         | 7.3           |
| i       | $0.010 \pm 0.002$   | $0.010 \pm 0.001$                          | $0.0015\pm0.0002$                              | 0.02                              | 0.001                                    | $50 \pm 20$         | 9.1           |

TABLA 6.32: Resultados de la fotometría en H $\alpha$  de SBS 1319+579. El flujo mostrado está corregido tanto por contaminación por las líneas de [N II] como por extinción.

en  $\S5.2.1$ . No obstante, al igual que encontramos en SBS 0948+532, las grandes anchuras equivalentes de las líneas nebulares proporcionan valores de corrección muy elevados para la corrección por emisión nebular en la región A. Creemos que estos valores, obtenidos con la Ecuación 5.5, no son correctos, por lo que asumimos los valores medios indicados en la Tabla 6.31 (nota b).

La magnitud absoluta de SBS 1319+579,  $M_B = -18.53$ , indica que no se trata un objeto enano. Los colores encontrados para las regiones internas son azules, especialmente en A y C. La componente de baja luminosidad muestra colores más rojizos, indicando la existencia de una población estelar vieja, con edades superiores a 100 Ma. Por último, los objetos cercanos tienen colores rojizos, sugiriendo que se tratan de objetos de fondo.

#### Fotometría en $\mathbf{H}\alpha$

La emisión neta en H $\alpha$  obtenida a partir de nuestras imágenes se muestra en la Figura 6.68, donde se compara con los mapas de contornos en los filtros B y J. De nuevo aquí se observa la aparente conexión entre las regiones A-B-d-e (en la zona SO) y C-f-g-h (al NE), siendo A el objeto más brillante del sistema. Otra pequeña región, i, apenas detectada en los filtros ópticos, aparece hacia el SE del objeto C. No aparece ningún objeto adicional con emisión en H $\alpha$  en el campo.

Los resultados de la fotometría en H $\alpha$  conseguidos al calibrar en flujo esta imagen se muestra en la Tabla 6.32. Se ha corregido, independientemente para cada objeto, por contaminación de las líneas de [N II] y por extinción, usando nuestros valores espectroscópicos. El flujo total obtenido para SBS 1319+579 es  $f_{\rm H\alpha}$ =(2.40±0.15)×10<sup>-13</sup> erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>, siendo la primera vez que se determina en esta galaxia. El número de estrellas O7V equivalentes necesarias para contabilizar la luminosidad observada es de ~17500. Usando la relación de Kennicutt (1998), determinamos un ritmo de formación estelar de  $SFR_{\rm H\alpha}$ ~0.19  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup>. También es la primera determinación de este parámetro en SBS 1319+579, al no existir datos en FIR ni en continuo de radio (aunque el límite superior de la luminosidad a 1.4 GHz sugiere  $SFR_{1.4\,\rm GHz}$ <0.34  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup>). Las anchuras equivalentes obtenidas están de acuerdo con las estimadas mediante espectroscopía, siendo especialmente grande



FIGURA 6.69: Espectros de las regiones A (*arriba*) y C (*abajo*) de SBS 1319+579 obtenidos con el telescopio 4.2m WHT, indicando las líneas más importantes. No están corregidos por enrojecimiento.

la observada en el objeto A,  $W_{\rm H\alpha} \sim 1300$  Å, que sugiere una edad de 3.7 Myr para el último brote de formación estelar.

#### 6.14.2 Resultados espectroscópicos

Se observó SBS 1319+579 usando el espectrógrafo ISIS disponible en el telescopio 4.2m WHT, posicionando la rendija con un AP de 39° que atravesaba el eje principal de la galaxia. Así, se obtuvieron espectros de las regiones A, B, C, d y e, pero sólo se analizaron los tres primeros, que son los que disponían de mejor relación señal-a-ruido. Los espectros de las dos regiones más brillantes A y C se muestran en la Figura 6.69, mientras que en la Tabla 6.33 se recopilan los flujos, corregidos por enrojecimiento, de las líneas detectadas en A, B y C, así como otras propiedades importantes. Excepto B, que sí muestra algo de absorción en las líneas de H $\beta$  y H $\gamma$ , los objetos A y C están dominados esencialmente por la emisión nebular. No detectamos el WR *bump* azul ni la línea de HeII  $\lambda$ 4686 en ninguna de las regiones, aunque probablemente debería observarse en A (donde es detectado por Izotov, Thuan y Lipovetsky, 1997) por la juventud del brote de formación estelar (3.7 Ma).

### Condiciones físicas del gas ionizado

Aunque en la Figura 6.69 apreciamos la línea de  $[O III] \lambda 5007$ , al caer cerca del borde de la CCD no se ha podido usar en el análisis de este objeto. Por lo tanto, para calcular la temperatura electrónica de alta excitación supusimos el valor teórico existente entre  $[O III] \lambda 4959$  y  $\lambda 5007$  y calculamos el cociente del flujo de ambas

|                                 |              |                   | SBS 1319+579    | )                 | SBS 14            | $15 \pm 437$      |
|---------------------------------|--------------|-------------------|-----------------|-------------------|-------------------|-------------------|
| línea                           | $f(\lambda)$ | А                 | В               | С                 | C                 | A                 |
|                                 |              |                   |                 |                   |                   |                   |
| 4340.47 H I                     | 0.127        | $47.2 \pm 2.6$    | $47.4 \pm 4.6$  | $47.4 \pm 3.1$    | $47.5 \pm 2.8$    | $47.4 \pm 3.8$    |
| 4363.21 [O III]                 | 0.121        | $9.98 {\pm} 0.62$ | $4.2 \pm 1.0$   | $3.73 \pm 0.64$   | $7.11 \pm 0.61$   | $6.1 \pm 1.2$     |
| 4387.93 He I                    | 0.115        | $0.43 \pm 0.17$   |                 | 1.12:             |                   |                   |
| 4437.55 He I                    | 0.104        | 0.20:             |                 |                   |                   |                   |
| 4471.48 He I                    | 0.095        | $3.85 {\pm} 0.36$ | $4.4 \pm 1.6$   | $3.88 {\pm} 0.68$ | $3.86 {\pm} 0.49$ | $2.80 {\pm} 0.66$ |
| 4658.10 [Fe III]                | 0.050        |                   |                 | 0.72:             | $1.05 \pm 0.32$   | 0.99:             |
| 4686.00 He II                   | 0.043        |                   |                 |                   | $1.63 \pm 0.31$   |                   |
| 4711.37 [Ar IV]                 | 0.037        | $2.14 \pm 0.35$   |                 |                   |                   |                   |
| 4713.14 He I                    | 0.037        |                   |                 |                   | 0.30:             |                   |
| 4740.16 [Ar IV]                 | 0.030        | $1.61 \pm 0.26$   |                 |                   | 0.56:             |                   |
| 4861.33 H I                     | 0.000        | $100.0 \pm 4.9$   | $100.0 \pm 8.5$ | $100.0 \pm 6.2$   | $100.0 \pm 4.9$   | $100.0 \pm 6.3$   |
| 4881.00 [Fe III]                | -0.005       |                   |                 |                   | 0.21:             |                   |
| 4921.93 He I                    | -0.015       | $0.96 {\pm} 0.23$ |                 | 0.75:             | $1.41 {\pm} 0.33$ |                   |
| 4958.91 [O III]                 | -0.024       | $232 \pm 12$      | $132 \pm 10$    | $129.9 \pm 7.4$   | $107.5 \pm 5.5$   | $107.3 \pm 6.5$   |
| 4985.90 [Fe III]                | -0.031       |                   |                 |                   | $1.35 \pm 0.33$   | 1.19:             |
| 5006.84 [O III]                 | -0.036       |                   |                 |                   | $301 \pm 14$      | $286 \pm 16$      |
| 5015.68 He I                    | -0.038       |                   |                 |                   | $1.52 \pm 0.34$   |                   |
| 5875.64 He I                    | -0.215       | $11.90 \pm 0.86$  | $11.7 \pm 3.2$  | $11.2 \pm 1.2$    | $9.61 \pm 0.92$   | $7.7 \pm 1.1$     |
| 6300.30 [O I]                   | -0.282       | $1.74 \pm 0.26$   | 3.08:           | $4.77 \pm 0.72$   | $3.44 \pm 0.43$   | $2.41 \pm 0.56$   |
| 6312.10 [S III]                 | -0.283       | $1.56 \pm 0.29$   | 1.14:           | $1.80 \pm 0.52$   | $1.34 \pm 0.31$   | 0.98:             |
| 6363.78 [O I]                   | -0.291       | $0.60 {\pm} 0.18$ | 1.28:           | $1.48 {\pm} 0.52$ | $0.96 \pm 0.31$   | 0.86:             |
| 6548.03 [N II]                  | -0.318       | $1.44 \pm 0.27$   | $3.8 \pm 1.5$   | $5.50 \pm 0.72$   | $1.13 \pm 0.35$   | 1.07:             |
| 6562.82 H I                     | -0.320       | $280 \pm 13$      | $279 \pm 19$    | $281 \pm 15$      | $274 \pm 13$      | $278 \pm 17$      |
| 6583.41 [N II]                  | -0.323       | $4.08 \pm 0.42$   | $13.1 \pm 2.4$  | $14.8 \pm 1.3$    | $4.30 \pm 0.45$   | $3.49 \pm 0.98$   |
| 6678.15 He I                    | -0.336       | $2.97 \pm 0.34$   | $2.7 \pm 1.1$   | $2.87 \pm 0.66$   | $2.31 \pm 0.41$   | $2.28 \pm 0.66$   |
| 6716.47 [S II]                  | -0.342       | $7.79 \pm 0.56$   | $26.0 \pm 3.2$  | $27.9 \pm 1.9$    | $13.15 \pm 0.83$  | $9.2 \pm 1.1$     |
| 6730.85 [S II]                  | -0.344       | $5.76 \pm 0.44$   | $17.8 \pm 2.9$  | $18.9 \pm 1.3$    | $9.60 \pm 0.63$   | $6.71 \pm 0.94$   |
| 7065.28 He I                    | -0.387       | $2.69 \pm 0.36$   |                 | $2.09 \pm 0.54$   | $1.49 \pm 0.34$   | $2.09 \pm 0.66$   |
| 7135.78 [Ar III]                | -0.396       | $4.76 {\pm} 0.47$ | $6.6 \pm 1.6$   | $6.06 \pm 0.72$   | $3.77 \pm 0.38$   | $3.28 {\pm} 0.61$ |
| 7281.35 He I                    | -0.414       | 0.62:             |                 |                   |                   |                   |
| 7318.39 [O II]                  | -0.418       | $1.30 {\pm} 0.23$ | $3.1 \pm 1.0$   | $2.69 \pm 0.33$   | $2.05 \pm 0.33$   | $1.56 \pm 0.62$   |
| 7329.66 [O II]                  | -0.420       | $1.17 \pm 0.24$   | 2.01:           | $1.94 {\pm} 0.27$ | $1.73 \pm 0.35$   | 1.35:             |
| 7751.10 [Ar III]                | -0.467       | $1.55 \pm 0.25$   |                 |                   | $0.96 {\pm} 0.31$ | 0.94:             |
|                                 |              |                   |                 |                   |                   |                   |
| Tamaño (arcsec)                 |              | $6 \times 1$      | $2.8 \times 1$  | $5.6 \times 1$    | $6 \times 1$      | $3.4 \times 1$    |
| Distancia (arcsec) <sup>b</sup> |              | -                 | 10              | 29                | -                 | 6                 |
| $F(H\beta)^a$                   |              | $14.57 \pm 0.53$  | $1.97 \pm 0.10$ | $8.18 \pm 0.32$   | $18.51 \pm 0.66$  | $4.07 \pm 0.17$   |
| $C(H\beta)$                     |              | $0.03 \pm 0.01$   | $0.11 \pm 0.03$ | $0.02 \pm 0.02$   | $0.01 \pm 0.02$   | $0.25 \pm 0.04$   |
| $W_{abs}$ (Å)                   |              | $0.0 \pm 0.1$     | $0.4 \pm 0.1$   | $0.2 \pm 0.1$     | $0.8 \pm 0.1$     | $1.8 \pm 0.2$     |
| $-W(H\alpha)$ (Å)               |              | $1530 \pm 75$     | $162 \pm 11$    | $295 \pm 23$      | $1300 \pm 65$     | $1187 \pm 75$     |
| $-W(H\beta)$ (Å)                |              | $285 \pm 14$      | $42 \pm 4$      | $94 \pm 6$        | $222 \pm 11$      | $130 \pm 8$       |
| -W([O III]) 5007 (Å)            |              |                   | 1               |                   | $542 \pm 26$      | 574 + 32          |
|                                 |              |                   |                 |                   | 012 <u>1</u> 20   | 5.1 ± 02          |

TABLA 6.33: Cocientes de líneas de emisión con respecto a  $I(H\beta)=100$  y corregidas por enrojecimiento de los objetos analizados en SBS 1319+579 (regiones A, B y C) y SBS 1415+457 (regiones C y A).

 $^a_{\rm k}$  En unidades de  $10^{-15}~{\rm erg~s^{-1}~cm^{-2}},$  no corregido por extinción.

<sup>b</sup> Distancia relativa con respecto al objeto principal.

con el flujo observado en la línea  $[O III] \lambda 4363$ , que fue detectada en los tres casos. Entre los dos objetos más brillantes, A y C, se obtienen temperaturas algo distintas,  $T_e(O III) \sim 13400$  y 11500, respectivamente. La temperatura de baja excitación se estimó empleando la relación proporcionada por Garnett (1992). La densidad electrónica, calculada usando las líneas de  $[S II] \lambda \lambda 6317,31$ , estuvo siempre en el límite de baja densidad. El coeficiente de enrojecimiento determinado es bajo en las regiones A y C, siendo muy parecido al valor Galáctico, y algo más elevado en la zona B. Los diagramas de diagnóstico de Dopita et al. (2000) y Kewley et al. (2001) indican que los objetos son puramente *starbursts*.

#### Abundancias químicas

Al no disponer de medidas del doblete de [O II]  $\lambda\lambda$ 3726,29, se usaron las líneas de  $[O II] \lambda\lambda7318,30$  para el cálculo de la abundancia de O<sup>+</sup>. Estas líneas son mucho más débiles, de ahí el mayor error en esta medida. Recopilamos las abundancias químicas determinadas para las tres regiones analizadas en SBS 1319+437 en la Tabla 6.34. Observamos que A posee una abundancia de oxígeno,  $12 + \log(O/H) = 8.05 \pm 0.07$ , algo inferior a la encontrada en C,  $12 + \log(O/H) = 8.15 \pm 0.08$ , aunque coincidentes dentro de los errores. La región B posee valores muy similares a los determinados en C. Además, la región A posee un grado de ionización muy alto,  $log(O^{++}/O^{+})=0.77$ , al contrario que B y C. Este hecho es confirmado por la detección de las líneas de [Ar IV], no encontradas en B y C. Nuestras determinaciones de abundancias de oxígeno son ligeramente distintas a las proporcionadas por Izotov y Thuan (1999) para estos objetos:  $8.09\pm0.03$  para A y  $8.11\pm0.01$  para C $^{12}$ , aunque también están dentro de los errores. Curiosamente, anteriores medidas de estos autores usando los mismos datos sugerían abundancias de  $\sim$ 8.15 (lzotov, Thuan y Lipovetsky, 1997). El resto de abundancias químicas son casi idénticas a las dadas por Izotov y Thuan (1999):  $\log(N/O) = -1.47$ ,  $\log(S/O) = -1.76$  y  $\log(Ar/O) = -2.40$  (en el objeto A).

### Cinemática

En la Figura 6.70 se muestra el diagrama posición-velocidad conseguido para la posición de rendija observada en SBS 1319+579 usando el perfil de la línea H $\alpha$ . En la misma imagen se muestra la intensidad relativa de esta línea en la dirección espacial, identificando las 5 regiones encontradas en nuestro espectro. Aunque la velocidad disminuye continuamente desde el borde occidental ( $v \sim -105 \text{ km s}^{-1}$ ) hasta la oriental ( $v \sim 65 \text{ km s}^{-1}$ ), el gradiente no es igual a lo largo del sistema: desde la zona C hasta B (con  $v \sim -65 \text{ km s}^{-1}$ , por lo tanto una diferencia de velocidad de ~40 km s<sup>-1</sup> en 30") por un lado y desde B hasta A por el otro (diferencia de velocidad de ~130 km s<sup>-1</sup> en 28"). Este comportamiento podría sugerir que existe una corriente de marea moviéndose desde B hacia A en dirección al observador, pero nuestras imágenes no muestran aquí ningún tipo de cola o morfología acorde con esta hipótesis. Otra explicación posible sería suponer que nos encontramos ante dos sistemas con propiedades cinemáticas distintas y en interacción. Si esta idea fuese correcta, deberíamos esperar distorsiones del gas con amplitudes algo mayores que las observadas. No obstante, dado el alto grado de inclinación que parece tener la galaxia ( $i \sim 70^\circ$ ), no podemos descartar completamente ninguna de las dos hipótesis.

Suponiendo que el patrón cinemático observado corresponde a la rotación de la galaxia, podemos estimar la masa kepleriana de la misma considerando  $i \sim 70^{\circ}$ ,  $d\sim 30''$  (=4200 pc) y  $v \sim 88$  km s<sup>-1</sup>. Con estos números, obtenemos  $M_{\rm Kep} \sim 8.6 \times 10^9$  $M_{\odot}$ , lo que supone un cociente masa-luminosidad de  $M_{\rm Kep}/L_B \sim 8.9$ , algo alto para el esperado en una galaxia enana con las características de SBS 1319+579. No obstante, si consideramos que sólo la zona NE (la zona superior en el diagrama,

<sup>&</sup>lt;sup>12</sup>Cuidado que en su Tabla 1 su objeto A es nuestro C y su objeto B es nuestro A.

| Objeto   | ${{\rm SBS \ 1319}\atop{\rm +\ 579\ A}}$   | ${ m SBS\ 1319} m +\ 579\ B$   | ${ m SBS\ 1319} m +\ 579\ C$   | ${ m SBS\ 1415}\ +\ 437\ { m C}$   | ${ m SBS\ 1415}\ +\ 437\ { m A}$   |
|--|--|--|--|--|--|
| $ \begin{array}{c} T_e(\text{O III}) \ (\text{K}) \\ T_e(\text{O II}) \ (\text{K}) \\ N_e \ (\text{cm}^{-3}) \end{array} $   | $13400 \pm 500 \\ 12400 \pm 400 \\ <100$   | $\begin{array}{r} 11900\pm800\\ 11300\pm600\\ <100 \end{array}$  | $\begin{array}{r} 11500\pm600\\ 11050\pm400\\ <100 \end{array}$  | $\begin{array}{r} 16400 \pm 600 \\ 14500 \pm 400 \\ < 100 \end{array}$                                   | $15500 \pm 700 \\ 13850 \pm 500 \\ <100$   |
| $^{12+\log(O^+/H^+)}_{12+\log(O^{++}/H^+)}_{12+\log(O/H)}$   | $\begin{array}{l} 7.22  \pm  0.08 \\ 7.98  \pm  0.06 \\ 8.05  \pm  0.07 \end{array}$                     | $\begin{array}{l} 7.73 \pm 0.15 \\ 7.89 \pm 0.11 \\ 8.12 \pm 0.13 \end{array}$                           | $\begin{array}{l} 7.75  \pm  0.08 \\ 7.93  \pm  0.09 \\ 8.15  \pm  0.08 \end{array}$                     | $\begin{array}{r} 7.07 \pm 0.08 \\ 7.42 \pm 0.04 \\ 7.58 \pm 0.05^{b} \end{array}$                       | $\begin{array}{l} 7.05  \pm  0.13 \\ 7.47  \pm  0.05 \\ 7.61  \pm  0.07 \end{array}$                     |
| $\begin{array}{c} \log({\rm O}^{++}/{\rm O}^{+}) \\ 12 {+} \log({\rm N}^{+}/{\rm H}^{+}) \\ 12 {+} \log({\rm N}/{\rm H}) \\ \log({\rm N}/{\rm O}) \end{array}$       | $\begin{array}{c} 0.77 \pm 0.12 \\ 5.69 \pm 0.05 \\ 6.52 \pm 0.10 \\ -1.53 \pm 0.11 \end{array}$         | $\begin{array}{c} 0.16  \pm  0.24 \\ 6.24  \pm  0.09 \\ 6.63  \pm  0.14 \\ -1.49  \pm  0.18 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 0.18 \pm 0.14 \\ 6.37 \pm 0.05 \\ 6.77 \pm 0.09 \\ -1.38 \pm 0.12 \end{array}$         | $\begin{array}{c} 0.35 \pm 0.10 \\ 5.50 \pm 0.06 \\ 6.01 \pm 0.08 \\ -1.57 \pm 0.10 \end{array}$         | $\begin{array}{c} 0.42  \pm  0.17 \\ 5.48  \pm  0.11 \\ 6.04  \pm  0.15 \\ -1.57  \pm  0.16 \end{array}$ |
| $\begin{array}{c} 12 + \log({\rm S}^+/{\rm H}^+) \\ 12 + \log({\rm S}^{++}/{\rm H}^+) \\ 12 + \log({\rm S}/{\rm H}) \\ \log({\rm S}/{\rm O}) \end{array}$            | $\begin{array}{c} 5.29  \pm  0.03 \\ 6.09  \pm  0.12 \\ 6.29  \pm  0.11 \\ -1.76  \pm  0.16 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 5.88 \pm 0.06 \\ 6.13 \pm 0.32 \\ 6.36 \pm 0.24 \\ -1.76 \pm 0.32 \end{array}$         | $\begin{array}{c} 5.93  \pm  0.04 \\ 6.39  \pm  0.18 \\ 6.55  \pm  0.14 \\ -1.60  \pm  0.21 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 5.38 \pm 0.03 \\ 5.75 \pm 0.13 \\ 5.96 \pm 0.10 \\ -1.62 \pm 0.14 \end{array}$         | $\begin{array}{c} 5.26 \pm 0.05 \\ 5.68 \pm 0.19 \\ 5.89 \pm 0.16 \\ -1.72 \pm 0.21 \end{array}$         |
| $\begin{array}{c} 12 + \log({\rm Ar}^{+2}/{\rm H}^{+}) \\ 12 + \log({\rm Ar}^{+3}/{\rm H}^{+}) \\ 12 + \log({\rm Ar}/{\rm H}) \\ \log({\rm Ar}/{\rm O}) \end{array}$ | $\begin{array}{c} 5.44 \pm 0.08 \\ 5.19 \pm 0.10 \\ 5.65 \pm 0.09 \\ -2.41 \pm 0.14 \end{array}$         | $5.61 \pm 0.14$<br>  | $5.61 \pm 0.09$<br>  | $\begin{array}{c} 5.13  \pm  0.11 \\ 4.56  \pm  0.20 \\ 5.27  \pm  0.13 \\ -2.31  \pm  0.17 \end{array}$ | 5.14 ± 0.16<br><br>  |
| $\begin{array}{c} 12 + \log(\mathrm{Fe}^{++}/\mathrm{H}^{+}) \\ 12 + \log(\mathrm{Fe}/\mathrm{H}) \\ \log(\mathrm{Fe}/\mathrm{O}) \end{array}$                       |  |  | 5.26:<br>5.60:<br>-2.55:   | $\begin{array}{c} 5.23 \pm 0.13 \\ 5.67 \pm 0.13 \\ -1.91 \pm 0.14 \end{array}$                          | 5.24:<br>5.72:<br>-1.89:   |
| $\frac{12 + \log(\mathrm{He^+/H^+})}{[\mathrm{O/H}]^a}$  | $\frac{10.94 \pm 0.04}{-0.61 \pm 0.12}$  | $\frac{10.94 \pm 0.11}{-0.54 \pm 0.18}$  | $\frac{10.92 \pm 0.05}{-0.51 \pm 0.13}$  | $\frac{10.75 \pm 0.06}{-1.08 \pm 0.10}$  | $\frac{10.77 \pm 0.08}{-1.05 \pm 0.12}$  |

TABLA 6.34: Abundancias químicas de los objetos analizados en SBS 1319+579 y SBS 1415+437.

 ${}^{a}$ [O/H]=(O/H)-(O/H)<sub>O</sub>, usando (O/H)<sub>O</sub> = 8.66 ± 0.05 (Asplund et al. 2004).

 $^{b}$ Considerando la existencia de O<sup>+3</sup> por la presencia de la línea He II  $\lambda$ 4686, este valor sería ~0.01–0.02 dex mayor.

desde C hasta B) está rotando, con  $v \sim 45 \text{ km s}^{-1}$ , la masa kepleriana determinada es  $M_{\text{Kep}} \sim 1.7 \times 10^9 \ M_{\odot}$  y el cociente masa-luminosidad es  $M_{\text{Kep}}/L_B \sim 1.8$ , más acordes con otros sistemas (Huchtmeier et al. 2005). Este hecho parece confirmar que la cinemática alrededor de la región A está distorsionada. No podemos determinar otras masas al no existir datos adicionales en otras frecuencias. Esta galaxia no está observada en HI 21 cm, siendo un interesante *target* dada su cercanía y el fuerte brote de formación estelar observado en ella. Una vez conseguidos datos de antena en estas frecuencias y comprobada la detección del gas neutro, sería muy interesante realizar un mapa de la zona, incluyendo la galaxia espiral cercana NGC 5113, con interferómetro radio, para así conseguir nuevas pistas sobre qué está ocurriendo en SBS 1319+579 estudiando la distribución y cinemática del gas neutro.

# 6.14.3 Edades de las poblaciones estelares

En la Figura 6.71 comparamos los colores de cada objeto, corregidos tanto por extinción como por emisión nebular, con los modelos teóricos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997) para brotes instantáneos con IMF de Salpeter y  $Z/Z_{\odot}$ =0.2. Encontramos buena correspondencia entre los modelos teóricos y los datos observacionales. Los colores de los objetos



FIGURA 6.70: Diagrama posición-velocidad para la posición de rendija observada en SBS 1319+579. A la derecha se muestra la intensidad relativa de la línea de H $\alpha$  en la dirección espacial. Las ordenadas crecen hacia el NE.

A y C sugieren edades inferiores a 5 Ma, de acuerdo con las estimaciones de edad determinadas usando la anchura equivalente de H $\alpha$  (ver Tabla 6.32). B muestra edades algo superiores a las estimadas con H $\alpha$ , entre 25 y 50 Ma, aunque probablemente los colores de este objeto estén contaminados por una población de estrellas más evolucionadas existente en la galaxia. La contaminación por estrellas viejas es observada también en el dato referente a la galaxia en su conjunto (triángulo en la figura), que se distancia ligeramente de las predicciones teóricas. La población vieja es detectada analizando la componente de baja luminosidad (UC), cuyos colores sugieren edades entre 200 y 500 Ma.

# 6.14.4 Conclusiones

SBS 1319+579 es una BCG del tipo cometario con intensas regiones de formación estelar a lo largo de su eje principal, aunque agrupadas en dos alineaciones ligeramente distintas. La emisión en H $\alpha$  domina en estas zonas, especialmente en el objeto A, para el que estimamos una edad inferior a 4 Ma para el último brote de formación estelar. No obstante, también detectamos una componente subyacente de baja luminosidad que indica la presencia de estrellas más evolucionadas. Pese a la juventud de los brotes, no detectamos el rasgo WR en nuestros espectros, aunque probablemente no lo observemos por la baja señal-a-ruido en el continuo. Las abundancias químicas determinadas para los objetos más brillantes son 12+log(O/H)=8.05 (región A) y



FIGURA 6.71: Diagramas color-color mostrando la comparación de los modelos teóricos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999; línea continua azul) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997; línea discontinua roja) con los colores observados en las regiones analizadas en SBS 1319+579. Los símbolos representan a la galaxia en su conjunto (triángulo), la región A (círculo), B (cruz), C (estrella) y la componente de baja luminosidad (cuadrado). También se incluyen algunas edades (en Ma) para los modelos de STARBURST 99.

8.15 (zona C). La cinemática del gas ionizado parece indicar que alrededor de la región A existe un movimiento de materia no explicable por la rotación de la galaxia, que es observada con alto grado de inclinación. El patrón cinemático podría sugerir que SBS 1319+579 está sufriendo algún fenómeno de interacción, desarrollándose ésta en el plano perpendicular al cielo. Incluso puede ser que exista una corriente de marea hacia NGC 5113, puesto que justo la zona alrededor de A tiene una velocidad radial más positiva y más cercana a la de NGC 5113. Datos con interferómetro radio serían muy útiles para aclarar estas hipótesis.



FIGURA 6.72: Imagen en color SBS 1415+437 combinando datos en filtros B (azul), V (verde) y R (rojo) obtenidos con 2.56m NOT. Notar la riqueza de objetos de fondo.

# 6.15 SBS 1415+437

SBS 1415+437 (CG 0389, PGC 51017, MCG +07-29-060) es una de las galaxias azules enanas compactas (BCDGs) menos metálicas conocidas. La Figura 6.72 muestra una imagen de la misma, distinguiéndose su forma cometaria con una región de formación estelar muy intensa en uno de sus extremos. Incluida en el catálogo morfológico de galaxias (MCG) de Vorontson-Velyaminov y Arhipova (1964) y en el III volumen del catálogo de Zwicky (Zwicky y Herzog 1966), no es observada espectroscópicamente en detalle hasta Thuan et al. (1995), quienes determinaron una abundancia de oxígeno de 12+log(O/H)=7.51. Posteriores reanálisis del espectro proporcionados por Izotov y Thuan (1998, 1999) elevaron este valor hasta 7.59. La importancia de este objeto es tal que estos autores la reobservan usando tanto el telescopio de 6.5m MMT (*Multiple Mirror Telescope*, Mt. Hopkins, Arizona) como HST y publican un artículo dedicado en exclusiva a SBS 1415+437 (Thuan, Izotov y Foltz 1999). Schaerer et al. (1999) la incorporaron al catálogo de galaxias WR por la detección de las líneas ancha y nebular de He II  $\lambda$ 4686, aunque en el espectro proporcionado en Thuan et al. (1995) no aparecía la línea ancha.

| Objeto       | E(B-V)            | $m_B$              | $M_B$               | U - B              | B - V             | V - R             | V - J           | J - H             | $H-K_s$ |
|--------------|-------------------|--------------------|---------------------|--------------------|-------------------|-------------------|-----------------|-------------------|---------|
| SBS1415      | $0.13 {\pm} 0.02$ | $15.32 {\pm} 0.03$ | $-14.52 {\pm} 0.03$ | $-0.47 {\pm} 0.06$ | $0.21 {\pm} 0.06$ | $0.27 {\pm} 0.06$ | $0.98{\pm}0.08$ | $0.35 {\pm} 0.10$ |         |
| $\mathbf{C}$ | $0.13 {\pm} 0.02$ | $16.97 {\pm} 0.03$ | $-12.87 {\pm} 0.03$ | $-0.75 {\pm} 0.06$ | $0.01{\pm}0.06$   | $0.08{\pm}0.06$   | $0.60{\pm}0.12$ | $0.20{\pm}0.14$   |         |
| a            | $0.13 {\pm} 0.02$ | $19.04 {\pm} 0.03$ | $-10.80 {\pm} 0.03$ | $-0.68 {\pm} 0.06$ | $0.06{\pm}0.06$   | $0.12{\pm}0.06$   |                 |                   |         |
| ь            | $0.13 \pm 0.02$   | $19.53 \pm 0.03$   | $-10.31 \pm 0.03$   | $-0.49 \pm 0.06$   | $0.18 {\pm} 0.06$ | $0.31 {\pm} 0.06$ |                 |                   |         |
| UC           | $0.13 {\pm} 0.02$ |                    |                     | $-0.17 \pm 0.08$   | $0.27 {\pm} 0.06$ | $0.38 {\pm} 0.06$ | $1.10 \pm 0.14$ |                   |         |
| #1           | $0.039^{a}$       | $19.69{\pm}0.03$   |                     | $0.33{\pm}0.08$    | $1.35{\pm}0.06$   | $0.88{\pm}0.06$   | $1.22{\pm}0.12$ | $0.55{\pm}0.14$   |         |

TABLA 6.35: Resultados de la fotometría en banda ancha de SBS 1415+437. E(B - V) se determinó a partir del  $C(H\beta)$  estimado mediante espectroscopía.

 $^a$ Valor de la extinción Galáctica,  $E(B-V)_G$  = 0.039 (Schlegel et al. 1998).

<sup>b</sup> Colores corregidos por emisión del gas.  $\Delta(U-B)_e = -0.06$ ,  $\Delta(B-V)_e = -0.35$ ,  $\Delta(V-R)_e = -0.06$  y  $\Delta(V-J)_e \sim 0.65$ .

Posteriores análisis espectroscópicos de SBS 1415+437 son presentados por Melbourne et al. (2001, 2004), Guseva et al. (2003), Izotov y Thuan (2004) y Lee et al. (2004). Observaciones en radio fueron realizadas por Thuan et al. (1998) y Huchtmeier et al. (2005). Sus propiedades fotométricas son analizadas en detalle en (Guseva et al. 2003). Gil de Paz et al. (2003, 2005) y Gronwall et al. (2004) proporcionan datos en H $\alpha$ . Aloisi et al. (2005) observaron estrellas individuales y confeccionaron un diagrama color-magnitud (CMD) de esta galaxia usando observaciones muy profundas obtenidas con la *Advanced Camera for Surveys* (ACS) a bordo de HST.

### 6.15.1 Resultados fotométricos

A la distancia a la que se encuentra SBS 1415+457 (9.3 Mpc, ver Tabla 5.9), 1 segundo de arco equivale a 45 pc. En la Figura 6.73 se muestra una imagen profunda de la galaxia sumando las exposiciones en filtros U, B, V y R obtenidas con 2.56m NOT. Se aprecia la alargada estructura cometaria, de 45" (= 2025 pc) de largo por 10" (=450 pc) de ancho en la zona SO, la más estrecha (unos 15"=675 pc de ancho en la zona NE). Las regiones más brillantes se localizan en la zona SO del sistema, donde se encuentra la región más importante (designada como C en la figura) y la cercana región A (a una distancia de 6.5"=290 pc de C). Otra región destacada (B) se sitúa a 17" (=765 pc) al NE de C. Aunque la zona situada al SO está bien definida, esto no ocurre en la región norte, donde la estructura elíptica parece romperse hacia el E. A escasos 10" al norte encontramos un objeto (#1) circular, con una fuerte concentración central y una aparente barra central (ver también la Figura 6.72) que posiblemente es una galaxia de fondo.

### Fotometría en filtros anchos

Recopilamos los datos fotométricos obtenidos al analizar nuestras imágenes de SBS 1415+457 en filtros anchos en la Tabla 6.35. Todas las magnitudes se corrigieron por extinción usando el valor del coeficiente de enrojecimiento determinado espec-



FIGURA 6.73: Imagen profunda de SBS 1415+437 sumando las exposiciones en filtros  $U, B, V \ge R$  (2.56m NOT). A la izquierda se muestra el campo alrededor de la galaxia, saturando la imagen para detectar los objetos más debiles. A la derecha se muestra la imagen de la galaxia sin saturar, indentificándose las distintas regiones analizadas e incluyéndose la posición de rendija usada para la espectroscopía en 4.2m WHT.

troscópicamente. Nuestra imagen en  $K_s$  no era válida para el análisis y no ha sido incluida. Los colores, que para el caso de la región C se corrigieron también por la emisión del gas siguiendo el procedimiento estándar (ver §5.2.1), son azules para las regiones brillantes, aunque algo más rojizos considerando la galaxia en su conjunto. Este hecho nos indica la existencia de una componente de baja luminosidad dominada por población de estrellas más evolucionadas. En efecto, el análisis de los colores de la zona NE de la galaxia, libre de regiones HII, nos confirma la existencia de dicha población estelar. Los colores del objeto cercano #1 son muy rojos, confirmando que se trata de un objeto de fondo.

#### Fotometría en $\mathbf{H}\alpha$

En la Figura 6.74 se muestra el mapa de contornos de nuestra imagen en H $\alpha$ , sustraída de continuo, en comparación con los mapas de contornos en los filtros anchos  $B ext{ y } J$ . Se reconocen fácilmente las tres regiones antes citadas, diferenciándose bien C y A por un lado y B por el otro. No obstante, la emisión en H $\alpha$  parece ser más extensa en la zona más brillante que en las imágenes en filtros anchos, sugiriendo la existencia de nuevas regiones hacia el E y O que antes no se apreciaban (señaladas con sendas flechas en la Figura 6.74, donde también se identifica la región d).

El valor del flujo en H $\alpha$  total para SBS 1319+437 es  $f_{H\alpha} = (4.8 \pm 0.2) \times 10^{-13}$  erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>, en excelente acuerdo con el determinado por Gil de Paz et al. (2003),



FIGURA 6.74: Mapas de contornos de SBS 1415+437 en imágenes H $\alpha$  (sustraido de continuo),  $B \neq J$ . El nivel más externo corresponde con  $3\sigma$  del brillo del cielo. La imagen en H $\alpha$ se muestra dos veces: a escala con las otras dos (recuadro en B) y ampliada para apreciar mejor los detalles (a la izquierda).

TABLA 6.36: Resultados de la fotometría en H $\alpha$  de SBS 1415+437. El flujo mostrado está corregido tanto por contaminación por las líneas de [N II] como por extinción. MB se refiere al cuerpo principal en H $\alpha$  de la galaxia, esto es, sin contar con la región B.

| Objeto                            | Flujo $(10^{-13}$<br>erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup> )   | Luminosidad $(10^{40} \text{ erg s}^{-1})$  | $M_{\rm HII}$<br>(10 <sup>6</sup> $M_{\odot}$ )   | $M_{\star}$<br>$(10^6 M_{\odot})$  | ${ m SFR}$<br>$(M_{\odot} { m yr}^{-1})$  | $W(\mathrm{H}lpha)$<br>(Å)  | Edad<br>(Myr)   |
|-----------------------------------|---|---|---|--|---|---|---|
| SBS1415<br>MB<br>C<br>A<br>B<br>d | $\begin{array}{c} 4.78 \pm 0.20 \\ 4.66 \pm 0.19 \\ 4.10 \pm 0.16 \\ 0.465 \pm 0.022 \\ 0.121 \pm 0.009 \\ 0.096 \pm 0.008 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 0.495 \pm 0.021 \\ 0.482 \pm 0.020 \\ 0.424 \pm 0.017 \\ 0.048 \pm 0.002 \\ 0.013 \pm 0.001 \\ 0.010 \pm 0.001 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 0.0735 \pm 0.0031 \\ 0.0716 \pm 0.0029 \\ 0.0630 \pm 0.0025 \\ 0.0071 \pm 0.0003 \\ 0.0019 \pm 0.0001 \\ 0.0015 \pm 0.0001 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 0.14 \pm 0.01 \\ 0.11 \\ 0.10 \\ 0.02 \\ 0.01 \\ \cdots \end{array}$ | $\begin{array}{c} 0.039 \pm 0.002 \\ 0.038 \pm 0.002 \\ 0.034 \pm 0.001 \\ 0.004 \\ 0.001 \\ 0.001 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 900 \pm 60 \\ 900 \pm 60 \\ 1250 \pm 60 \\ 1100 \pm 60 \\ 200 \pm 30 \\ 550 \pm 50 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 4.5 \\ 4.5 \\ 3.6 \\ 4.0 \\ 6.1 \\ 4.9 \end{array}$ |

 $(5.0\pm0.6)\times10^{-13}$  erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>. El número de estrellas O7V equivalentes es algo superior a 3600. Con nuestro valor del flujo en H $\alpha$ , encontramos un ritmo de formación estelar de  $SFR_{\rm H}\alpha\sim0.04~M_{\odot}~{\rm yr}^{-1}$ , usando la relación de Kennicutt (1998). Tampoco existen datos en FIR para este objeto con los que obtener una medida adicional del ritmo de formación estelar, aunque sí un límite superior a la luminosidad en 1.4 GHz (ver Tabla 5.11), con el que se encuentra  $SFR_{1.4~\rm GHz}<0.01~M_{\odot}~{\rm yr}^{-1}$ . Las anchuras equivalentes encontradas en los objetos centrales son altas, indicando la juventud del brote de formación estelar (entre 3.5 y 4 Ma).

# 6.15.2 Resultados espectroscópicos

En la Figura 6.75 mostramos los espectros unidimensionales de las regiones A y C conseguidos al extraer dichas zonas del espectro bidimensional obtenido con el telescopio 4.2m  $_{
m WHT}$ . Se usó un ángulo de posición de 20°. El espectro bidimensional



FIGURA 6.75: Espectros obtenidos de SBS 1415+437 con el telescopio 4.2m WHT, indicando las líneas más importantes. No están corregidos por enrojecimiento.

también muestra la región B, pero sólo se detectan las líneas brillantes de [OIII]  $\lambda\lambda$ 4959,5007, H $\gamma$ , H $\beta$  y H $\alpha$ , por lo que no ha sido analizado. Los espectros de las regiones C y A están dominados por la emisión nebular; no se detectan líneas de absorción estelares en las líneas de HI y HeI. La Tabla 6.33 recopila todos los flujos (corregidos por enrojecimiento) de las líneas de emisión detectadas, así como otros datos relevantes de los espectros. En la zona C se detecta sin dificultad la línea HeII  $\lambda$ 4686, sugiriendo la presencia de estrellas WR en esta región. Además, se detecta marginalmente la línea de [ArIV]  $\lambda$ 4740, indicando un alto grado de excitación en el gas ionizado.

### Condiciones físicas del gas ionizado

En ambos espectros, especialmente en el de la región C, detectamos muy bien la débil línea de  $[O III] \lambda 4363$ , que ha sido empleada para el cálculo de la temperatura electrónica de alta excitación. Como vemos en la Tabla 6.34, el valor para T(O III) es muy alto, T(O III)=16400 y 15500 para C y A, respectivamente, indicando que nos encontramos con un objeto de baja metalicidad. La temperatura electrónica de baja excitación, T(O II), se determinó usando la relación de Garnett (1992). La densidad electrónica, calculada a partir de las líneas de  $[S II] \lambda 6716,31$ , estuvo en ambos casos por debajo del límite de baja densidad. El coeficiente de enrojecimiento es muy bajo en el objeto C,  $C(H\beta)\sim0.01$  [valor idéntico al determinado por Guseva et al. (2003)], pero algo más alto en la cercana región A,  $C(H\beta)=0.25$ , sugiriendo una distribución inhomogenea de polvo en estas regiones. Comparando los cocientes de  $[O III]\lambda5007/H\beta$  y  $[N II]\lambda6584/H\alpha$  con los diagramas de diagnóstico de Dopita et al. (2000) y Kewley et al. (2001) (ver §3.8) se encuentra que los objetos pueden



FIGURA 6.76: (*Izquierda*) Diagrama posición-velocidad para la posición de rendija observada en SBS 1415+437. La parte superior corresponde a la región NE de la galaxia. (*Derecha*) Imagen de SBS 1415+437 combinando datos obtenidos con ACS-HST en el filtro F606W(correspondiente a V, en azul) y F814W (correspondiente a I, en rojo). El tamaño de la imagen es  $33.5'' \times 52.5''$ . La caja localizada arriba a la derecha tiene un tamaño de  $1'' \times 1''$  y muestra un ejemplo de los objetos individuales (estrellas) detectados en la galaxia. Imagen extraída de Aloisi et al. (2005).

clasificarse como *starbursts*, produciéndose la ionización del gas sin choques en el mismo.

# Abundancias químicas

Los resultados del cálculo de abundancias químicas de SBS 1415+437 se muestran en la Tabla 6.34. Nuestros números confirman que esta galaxia es muy poco metálica, siendo las abundancia de oxígeno  $12 + \log(O/H) = 7.58 \pm 0.05$  (para C) y 7.61 $\pm$ 0.07 (para A). Estos valores, y en general todas nuestras determinaciones de abundancias, están en muy buen acuerdo con los obtenidos recientemente por Guseva et al. (2003), quienes proporcionan unos números de  $12 + \log(O/H) = 7.61 \pm 0.01$  y 7.62 $\pm$ 0.03 para C y A, respectivamente. Estos autores dan además los siguientes valores de abundancia para el resto de elementos químicos analizados:  $\log(N/O) = -1.56 \pm 0.02$ ,  $\log(S/O) = -1.50 \pm 0.02$ ,  $\log(Ar/O) = -2.28 \pm 0.03$ ,  $\log(Ne/O) = -0.81 \pm 0.01$  y  $\log(Fe/O) = -1.75 \pm 0.02$ .

#### Cinemática

En la Figura 6.76 (izquierda) se muestra el diagrama posición-velocidad obtenido para la posición de rendija observada en SBS 1415+437, usando el perfil de la línea de H $\alpha$  y extrayéndose zonas de 4 píxeles (=0.8"). El diagrama toma como referencia la velocidad radial observada en la zona más brillante del objeto C. En líneas generales, observamos una variación continua de la velocidad desde la zona SO (con  $v \sim 35$  km s<sup>-1</sup>, parte inferior en el diagrama, donde se encuentra la región B) a la NE (con  $v \sim -25$  km s<sup>-1</sup>, parte superior) que posiblemente sea consecuencia de la rotación del sistema. No obstante, se aprecian ciertas divergencias en las zonas brillantes A y C, pero dada la pequeña amplitud de estas variaciones (inferior a 15 km s<sup>-1</sup>) probablemente sean consecuencia de movimientos locales del gas ionizado en estas regiones. Nuestro diagrama es muy similar tanto en forma como en valores al obtenido por Izotov, Thuan y Foltz (1999) con un ángulo de posición de 22° (ver su Figura 10). Estos autores también encuentran el comportamiento peculiar visto entre A y C.

Usando nuestro diagrama posición-velocidad podemos estimar la masa Kepleriana de la galaxia. Consideramos que en un radio de  ${\sim}25''$  (=1125 pc) el cambio de velocidad es  $\sim$ 30 km s $^{-1}$  y una inclinación de  $i \sim$ 75° (a partir de los tamaños de los ejes mayor y menor de SBS 1415+437 vistos en nuestras imágenes en óptico). Obtenemos  $M_{\rm Kep}{\sim}2.5{\times}10^8~M_{\odot}$ , lo que se traduce en un cociente masaluminosidad de  $M_{\rm Kep}/L_B=2.5$ . La masa de HI determinada a partir de la medida del flujo en 21 cm dada por Huchtmeier et al. (2005) (ver Tabla 5.11) es  $M_{\rm H\,I}$  = (9.64±0.65)×10<sup>7</sup>  $M_{\odot}$ , mientras que la masa total conseguida usando el valor de la anchura de esta línea es  $M_{\rm Dyn}$ =3.7×10<sup>8</sup> (suponiendo un radio de 30"=1350 pc y la misma inclinación). Estos valores suponen unos cocientes masa-luminosidad de  $M_{\rm H\,I}/L_B$ =0.96 y  $M_{\rm Dyn}/L_B$ =3.7 y un cociente entre las masas de H $_{\rm I}$  y la masa total de  $M_{\rm HI}/M_{\rm Dyn}$ =0.26. Todos estos valores son los típicos encontrados en BCDGs (Salzer et al. 2002, Huchtmeier et al. 2005). Nuestras estimaciones son algo distintas de las calculadas por Izotov, Thuan y Foltzs (1999) pero están basadas en datos más recientes. El tiempo de escala de depleción del gas es de 3.2 Ga. Este hecho, junto a que aproximadamente el 26% de la masa de la galaxia se encuentre en forma de gas neutro, indica que SBS 1415+437 posee aún mucho material disponible para formar nuevas generaciones de estrellas.

### 6.15.3 Edades de las poblaciones estelares

Las edades de las poblaciones estelares presentes en SBS 1415+437 fueron minuciosamente analizadas por Guseva et al. (2003) empleando tanto los colores determinados a partir de sus imágenes (incluyendo el análisis de los perfiles de brillo superficial) como los espectros disponibles (estudio de las anchuras equivalentes de las líneas de Balmer de HI en emisión y en absorción y análisis de la distribución espectral de energía)<sup>13</sup>. Estos autores encuentran que la galaxia está dominada principalmente por una población de estrellas relativamente jóvenes, con edad inferior a 250 Ma, sobre una población de estrellas muy viejas con edades entre 2.5 Ga y 10 Ga. Esta población vieja es observable únicamente analizando la distribución de energía espectral de la galaxia. Sus datos sugerían una alta formación estelar en los últimos 250 Ma tras un periodo de unos 2 Ga de inactividad. Guseva et al. (2003) concluyen que la componente estelar de baja luminosidad presente en BCDGs

 $<sup>^{13}\</sup>mathrm{Ver}$ nuestro detallado análisis de la galaxia IRAS 08339+6517 en el Capítulo 8 para ampliar detalles sobre estos métodos.



FIGURA 6.77: Diagramas color-color mostrando la comparación de los modelos teóricos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999; línea continua azul) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997; línea discontinua roja) con los colores observados en las regiones analizadas en SBS 1415+437. Los símbolos representan a la galaxia en su conjunto (cuadrado), la región A (círculo), C (estrella), b (cruz) y la componente de baja luminosidad (triángulo). También se incluyen algunas edades (en Ma) para los modelos de STARBURST 99. Al no disponer de color  $H - K_s$ , para representar los puntos observaciones se usó  $H - K_s=0$ .

de baja metalicidad es más azul que la encontrada en galaxias más metálicas, indicando un cambio en las edades de las poblaciones estelares entre ambos tipos de sistemas y que, para objetos con baja metalicidad, dicha componente aún no está completamente constituida.

Aquí, simplemente hemos comparado los colores (corregidos por extinción y, si es necesario, por la emisión del gas) determinados para la galaxia y sus zonas importantes, así como el color de la componente de baja luminosidad, con los modelos teóricos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997) para brotes instantáneos con IMF de Salpeter y  $Z/Z_{\odot}=0.2$  (ver Figura 6.77). Efectivamente, los colores de la región C son muy azules y proporcionan una edad coherente con la determinada usando  $W(H\alpha)$  (ver Tabla 6.36), unos 4 Ma. Por otro lado, los colores estimados para la componente de baja luminosidad indican edades entre 150 y 250 Ma, de acuerdo con los valores fotométricos encontrados por Guseva et al. (2003).

Muy recientemente, Aloisi et al.  $(2005)^{14}$  analizan imágenes muy profundas (ver Figura 6.76, derecha) obtenidas con ACS-HST para construir un diagrama I vs. V - I de los objetos individuales (supuestamente estrellas) encontrados. Así, consiguen detectar estrellas AGB y RGB, proporcionando una edad de 1.5 - 2 Ga para esta población vieja. Curiosamente, estos autores sólo referencian el artículo de lzotov y Thuan (1999)<sup>15</sup> donde se postulaba que SBS 1415+437 era una galaxia muy joven, con edad de 100 Ma, pero no se hace ninguna referencia al detallado estudio presentado por Guseva et al. (2003), quienes llegan (con otros métodos, tal y como vimos antes) al mismo resultado que Aloisi et al. (2005).

# 6.15.4 Conclusiones

SBS 1415+437 es una BCDG del tipo cometario con una metalicidad muy baja, 12+log(O/H)=7.58±0.05. Posee una intensa región de formación estelar, muy brillante y amplia en H $\alpha$ , en uno de sus bordes, siendo la edad del último brote inferior a 4 Ma. Los colores de las regiones más externas nos indican edades alrededor de 250 Ma, aunque existe una población de estrellas más evolucionadas (1.5 – 2 Ga) sólo detectadas mediante análisis detallados de la distribución de energía espectral (Guseva et al. 2003) o con imágenes muy profundas del HST (Aloisi et al. 2005). La cinemática está aparentemente dominada por la rotación, aunque aparecen pequeñas divergencias en las zonas más luminosas en H $\alpha$ . SBS 1415+437 es rica en gas atómico y parece haber comenzado a producir estrellas hace unos 250 Ma, tras 2 Ga de inactividad. Un mapa con interferómetro radio sería muy interesante para conocer la evolución de la galaxia, así como para obtener quizás pistas sobre la causa del disparo de la formación estelar. Aparentemente, no tiene, al menos visibles en el óptico, objetos compañeros, con cuya interacción pudiera haberse disparado la alta tasa de formación estelar que experimenta el sistema.

<sup>&</sup>lt;sup>14</sup>Una Letter a la revista The Astrophysical Journal.

<sup>&</sup>lt;sup>15</sup>Debería ser el artículo dedicado sólo a SBS 1415+437, Izotov, Thuan y Foltz (1999).



FIGURA 6.78: Imagen en color de la galaxia III Zw 107 combinando datos en filtros V (azul) (imagen obtenida con el telescopio 2.5m INT usando WFC), R (verde) y H $\alpha$  (rojo) (imágenes obtenidas con el telescopio de 2.2m CAHA).

# 6.16 III Zw 107

La galaxia III Zw 107 (IV Zw 153, PGC 071605, IRAS 23276+2515, UCM 2327+2515, CGCG 476-055), ya incluida en el VI volumen del *Catálogo de galaxias y Cúmulos de galaxias* de Zwicky y Kowal (1968), recibe su nombre por pertenecer al *Catálogo de galaxias compactas y post-eruptivas* confeccionado por Zwicky (1971). En él se describe a III Zw 107 como una pareja de galaxias *azules post-eruptivas* con plumas hacia el SO (ver Figura 6.78). Está incluida en el *Catálogo de galaxias de líneas de emisión* elaborado por la Universidad Complutense de Madrid (UCM) (Zamorano et al. 1994; 1996). Análisis fotométricos de III Zw 107 se encuentran en Moles et al. (1987) y Cairós et al. (2001a,b), quienes también la observan en H $\alpha$ . Se estudió espectrocópicamente por Sargent (1970), Gallego et al. (1997) y Kunth y Joubert (1985), autores quienes detectan un exceso en el continuo en la zona del WR *bump* azul en la región más austral del sistema. Por este motivo, se incluye en el catálogo de galaxias WR de Schaerer et al. (1999). Este hecho es confirmado por Fernades et al. (2004).



FIGURA 6.79: Imagen profunda de III Zw 107 sumando las exposiciones en filtros  $B \ge R$ (2.2m CAHA)  $\ge U \ge V$  (2.5m INT). En la imagen de la izquierda, saturada para apreciar los objetos más débiles, se muestra el campo alrededor de la galaxia, apreciándose bien la cola que torna hacia el oeste. A la derecha se incluye la imagen del sistema sin saturar y la posición de rendija usanda para la toma de datos espectroscópicos en 2.5m INT.

### 6.16.1 Resultados fotométricos

III Zw 107 se sitúa a 79.6 Mpc (distancia corregida por GSR, ver Tabla 5.9); a esa distancia un segundo de arco equivale a 390 pc. En la Figura 6.79 se muestra una imagen profunda del sistema obtenida al sumar todas nuestras imágenes en filtros ópticos. Se aprecia una estrella brillante justo al norte de la galaxia, que muestra dos claras zonas brillantes independientes separadas 6.6"(2.5 kpc): la más austral, designada como A en este trabajo y de la que surge una prominente cola, y la septentrional, designada como B. Ambos objetos se encuentran inmersos en la misma envoltura que parece no estar orientada precisamente en el eje norte-sur (donde se encuentran A y B), sino inclinada unos 20° hacia el O. La zona sur de esta envoltura es más amplia tanto hacia el este como hacia el oeste, donde se inicia una cola que alcanza los 19" (=7.4 kpc) desde el centro de A. Observamos que el objeto B también está ligeramente inclinado siguiendo la orientación de la envoltura común. Justo sobre B existe otra zona, apenas perceptible en los filtros anchos pero sí en H $\alpha$  (ver Figura 6.80) y en espectroscopía, designada como C. La estrella brillante cercana no permite observar completamente la zona norte del sistema.

#### Fotometría en filtros anchos

Recopilamos las magnitudes y colores en filtros ópticos obtenidos en el análisis fotométrico de III Zw 107 en la Tabla 6.37. Esta galaxia no se pudo observar en NIR

| Objeto                       | E(B-V)            | $m_B$              | $M_B$               | U - B              | B - V              | V - R             | V - J           | J - H           | $H-K_s$           |
|------------------------------|-------------------|--------------------|---------------------|--------------------|--------------------|-------------------|-----------------|-----------------|-------------------|
| $\mathrm{III}\mathrm{Zw}107$ | $0.21 {\pm} 0.02$ | $14.36 {\pm} 0.03$ | $-20.14 {\pm} 0.03$ | $-0.42 {\pm} 0.06$ | $0.14 {\pm} 0.06$  | $0.22{\pm}0.06$   |                 |                 |                   |
| $A^{b,d}$                    | $0.47 {\pm} 0.02$ | $15.67 {\pm} 0.03$ | $-18.83 {\pm} 0.03$ | $-0.68 {\pm} 0.06$ | $-0.01 {\pm} 0.06$ | $0.15{\pm}0.06$   | $0.56{\pm}0.12$ | $0.36{\pm}0.22$ | $0.40 {\pm} 0.24$ |
| $B+C^{c,d}$                  | $0.11 {\pm} 0.02$ | $15.75 {\pm} 0.03$ | $-18.75 {\pm} 0.03$ | $-0.57 {\pm} 0.06$ | $0.02 {\pm} 0.06$  | $0.18{\pm}0.06$   | $0.76{\pm}0.14$ | $0.49{\pm}0.24$ | $0.24 {\pm} 0.26$ |
| Cola                         | $0.21 {\pm} 0.02$ | $18.66 {\pm} 0.03$ | $-15.84{\pm}0.03$   | $-0.15 {\pm} 0.06$ | $0.20 {\pm} 0.06$  | $0.30{\pm}0.06$   |                 |                 |                   |
| UC                           | $0.21 {\pm} 0.02$ |                    |                     | $0.06 {\pm} 0.10$  | $0.40 {\pm} 0.08$  | $0.30 {\pm} 0.08$ |                 |                 |                   |
| #1                           | $0.06^{a}$        | $19.98 {\pm} 0.04$ |                     | $-0.33 {\pm} 0.08$ | $0.58 {\pm} 0.07$  | $0.41 {\pm} 0.06$ |                 |                 |                   |
| #2                           | $0.06^{a}$        | $19.30 {\pm} 0.04$ |                     | $0.04 {\pm} 0.08$  | $0.41 {\pm} 0.07$  | $0.51{\pm}0.06$   |                 |                 |                   |
| #3                           | $0.06^{a}$        | $18.23 {\pm} 0.04$ |                     | $0.27 {\pm} 0.08$  | $1.09 {\pm} 0.08$  | $0.57{\pm}0.07$   |                 |                 |                   |
| #4                           | $0.06^{a}$        | $20.10 {\pm} 0.04$ |                     | $0.19 \pm 0.10$    | $0.76 \pm 0.07$    | $0.63 {\pm} 0.06$ |                 |                 |                   |
| #5                           | $0.06^{a}$        | $20.73 \pm 0.04$   |                     | $-0.23 \pm 0.10$   | $0.63 {\pm} 0.07$  | $0.48 {\pm} 0.06$ |                 |                 |                   |

TABLA 6.37: Resultados de la fotometría de III Zw 107. E(B-V) se determinó a partir del  $C(H\beta)$  estimado mediante espectroscopía.

 $^a$ Valor de la extinción Galáctica,  $E(B-V)_G$  = 0.06 (Schlegel et al. 1998).

valor de la extinction Galactica,  $D(D - V)_G = 0.03$ ,  $O(B - V)_e = -0.19$ ,  $\Delta(V - R)_e = 0.08$  y  $\Delta(V - J)_e = 0.23$ . <sup>c</sup> Colores corregidos por emisión del gas:  $\Delta(U - B)_e = 0.03$ ,  $\Delta(B - V)_e = -0.03$ ,  $\Delta(V - R)_e = 0.01$  y  $\Delta(V - J)_e = 0.23$ .

 $^{d}$  Magnitudes en filtros  $J,\,H$ y $K_{s}$ obtenidas de 2<br/>Mass.

usando 1.5m Cst, pero hemos usado los datos disponibles proporcionados por el cartografiado 2MASS. Usamos los coeficientes de enrojecimiento determinados mediante espectroscopía (ver siguiente subsección) para corregir por extinción. Analizamos conjuntamente las regiones B y C porque apenas se separan en filtros anchos. Para corregir por extinción en esta zona empleamos el valor promedio determinado para los espectros B y C, mientras que para corregir las magnitudes integradas de la galaxia usamos el promedio de los tres espectros. También se corrigió por la emisión del gas, moderada en este caso, tal y como se explicó en la sección §5.2.1, usando los valores indicados en la Tabla 6.37. La magnitud absoluta de la galaxia,  $M_B = -20.14$ , hace que se descarte como objeto enano. Comprobamos que los colores de las zonas A y B+C son azules, mientras que los determinados para la cola y para la componente de baja luminosidad (UC, definida como una región externa en la que no se observaba emisión nebular) son bastante más rojizos. Este hecho nos informa de las distintas poblaciones estelares presentes en la galaxia. Algunos objetos cercanos fueron también analizados, incluyéndose sus resultados fotométricos en la Tabla 6.37. Sus colores parecen indicar que son galaxias de fondo, aunque los objetos #1 y #5 muestran colores relativamente azules.

### Fotometría en $H\alpha$

En la Figura 6.80 se muestra el mapa de contornos de la emisión neta en H $\alpha$  obtenido para III Zw 107. Notamos las tres regiones independientes de la galaxia, ahora C es completamente distinguible. La estrella brillante no pudo ser completamente eliminada dado su alto brillo, a pesar de estar las imágenes correctamente alineadas y tener ambas el mismo tamaño de seeing. Parece que la región A es algo más extensa de lo que se esperaría a partir de las imágenes en filtros anchos, algo ya notado por Cairós et al. (2001a). En concreto, la emisión en H $\alpha$  se amplía hacia el este, justo en dirección opuesta a la que toma la cola.



FIGURA 6.80: Mapas de contornos de III Zw 107 en imágenes H $\alpha$  (sustraido de continuo), B y R. El nivel más externo corresponde con  $3\sigma$  del brillo del cielo. En el mapa en H $\alpha$  se distinguen las tres regiones independientes de la galaxia. La estrella brillante al norte no pudo ser totalmente eliminada debido a su enorme brillo comparado con el de III Zw 107.

TABLA 6.38: Resultados de la fotometría en H $\alpha$  de III Zw 107. El flujo mostrado está corregido tanto por contaminación por las líneas de [N II] como por extinción considerando independientemente cada región.

| Objeto                    | Flujo $(10^{-13}$<br>erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup> )   | Luminosidad $(10^{40} \text{ erg s}^{-1})$  | $M_{ m HII}$<br>(10 <sup>6</sup> $M_{\odot}$ )  | $M_{\star}$<br>$(10^6 M_{\odot})$   | ${ m SFR}$<br>$(M_{\odot} { m yr}^{-1})$  | $W(H\alpha)$<br>(Å)   | Edad<br>(Myr)              |
|---------------------------|---|---|---|---|---|---|----------------------------|
| III Zw 107<br>A<br>B<br>C | $\begin{array}{c} 5.29 \pm 0.24 \\ 4.22 \pm 0.18 \\ 0.965 \pm 0.046 \\ 0.101 \pm 0.018 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 40.1 \pm 1.8 \\ 32.0 \pm 1.4 \\ 7.32 \pm 0.35 \\ 0.77 \pm 0.14 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 5.96 \pm 0.27 \\ 4.75 \pm 0.20 \\ 1.087 \pm 0.052 \\ 0.114 \pm 0.020 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 73.9 \pm 3.4 \\ 32.5 \pm 1.4 \\ 44.4 \pm 2.1 \\ 5.6 \pm 1.00 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 3.19 \pm 0.15 \\ 2.54 \pm 0.11 \\ 0.58 \pm 0.03 \\ 0.061 \pm 0.011 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 160 \pm 30 \\ 250 \pm 40 \\ 80 \pm 30 \\ 40 \pm 20 \end{array}$ | $6.4 \\ 5.6 \\ 8.0 \\ 9.4$ |

La Tabla 6.38 recopila los valores fotométricos obtenidos al calibrar en flujo la imagen, ya corregidos tanto por extinción como por contaminación de [N II]. Para cada zona se usaron distintos valores, según los resultados obtenidos espectroscópicamente. El flujo total obtenido es  $f_{\rm H\alpha} = (5.29 \pm 0.24) \times 10^{-13} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ , algo mayor que el proporcionado por Cairós et al. (2001a),  $f_{\rm H\alpha} = (4.16 \pm 0.07) \times 10^{-13}$ erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>. Para la distancia a la que se sitúa III Zw 107 son necesarias unas 300000 estrellas O7V equivalentes para explicar su luminosidad total. El ritmo de formación estelar determinado usando la relación de Kennicutt (1998) es  $SFR_{\rm H\alpha}$ =3.19  $\pm 0.15 \ M_{\odot} \ {\rm yr}^{-1}$ , similar aunque ligeramente superior a los valores obtenidos empleando los flujos FIR observados en III Zw 107 (ver Tabla 5.12),  $SFR_{\rm FIR}$ =2.26 $\pm 0.36$  $M_{\odot} \ {\rm yr}^{-1}$  (usando la relación de Kennicutt, 1998),  $SFR_{60 \ \mu m}$ =2.04 $\pm 0.30 \ M_{\odot} \ {\rm yr}^{-1}$ (usando la relación de Condon, 1992) y  $SFR_{15 \ \mu m} \sim 2.24 \ M_{\odot} \ {\rm yr}^{-1}$  (suponiendo  $f_{15 \ \mu m} \sim$ 



FIGURA 6.81: Espectros de las zonas A (*abajo*) y B (*arriba*) de III Zw 107 obtenidos con el telescopio 2.5m INT, sin corregir por enrojecimiento. Se indican las líneas principales.

 $f_{12\,\mu m}$  y usando la calibración de Roussel et al. 2001). Estos números son ligeramente superiores a la estimación conseguida empleando la luminosidad a 1.4 GHz,  $SFR_{1.4\,GHz}$ =1.52±0.09  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup> (para  $M \ge 5M_{\odot}$ , siguiendo la relación de Condon et al. 2002). Las anchuras equivalentes de H $\alpha$  nos informan que la edad de los últimos brotes de formación estelar es corta (en torno a 5.5 Ma en el brote más joven), pero no tanto como en otras galaxias analizadas en esta muestra. El flujo no térmico a 1.4 GHz es, usando nuestro flujo en H $\alpha$  y la expresión dada por Dopita et al. (2002), de casi el 92%.

# 6.16.2 Resultados espectroscópicos

Se observó III Zw 107 usando el espectrógrafo IDS disponible en el telescopio 2.5m INT, empleando una rendija larga con un ángulo de posición de 0°. Se extrajeron 3 espectros de esta galaxia correspondientes a las zonas A, B y C, este último con una relación señal-a-ruido menor. Mostramos los espectros de las regiones A y B en la Figura 6.81. Observamos que en A, además de la presencia de líneas de emisión, existe una componente importante de absorción producida por una población de estrellas más viejas. Además de las líneas estelares de H I y He I se observan claramente las líneas H y K de CaII. En la Tabla 6.39 se recogen los valores del flujo observado respecto a H $\beta$  de todas las líneas de emisión detectadas, así como otros datos relevantes de cada espectro. Detectamos el rasgo WR (línea de He II  $\lambda$ 4686) en el espectro de la región A, indicando la existencia de una población importante de estrellas Wolf-Rayet en esta zona de la galaxia. Además, las líneas de [O III]  $\lambda\lambda$ 4959,5007 presentan alas anchas, especialmente en el espectro observado en A.

TABLA 6.39: Cocientes de líneas de emisión con respecto a  $I(H\beta)=100$  y corregidas por enrojecimiento de los objetos analizados en III Zw 107 (regiones A, B y C) y Tol 9 (espectros obtenidos con 2.5m INT y 2.56m NoT).

| $\lambda_0$                           | $f(\lambda)$ | III Zw $107~{\rm A}$ | III Zw 107 B    | III Zw 107 C    | Tol 9 INT         | Tol 9 NOT        |
|---------------------------------------|--------------|----------------------|-----------------|-----------------|-------------------|------------------|
| 3554.42 He I                          | 0.283        |                      |                 |                 | $3.8 \pm 1.4$     |                  |
| 3728.00 [O II]                        | 0.256        | $213 \pm 12$         | $306 \pm 23$    | 20.32:          | $142 \pm 10$      | $177 \pm 27$     |
| 3770.63 H I                           | 0.249        | 1.00:                | 0.54:           |                 | 0.56:             |                  |
| 3797.90 H I                           | 0.244        | 2.37:                |                 |                 | 0.83:             |                  |
| 3835.39 H I                           | 0.237        | $3.60 \pm 0.95$      | 1.69:           | 5.02:           | 1.94:             |                  |
| 3868.75 [Ne III]                      | 0.230        | $23.3 \pm 2.1$       | $21.1 \pm 4.0$  | 20.64:          | $10.9 \pm 2.0$    | 12.08:           |
| 3889.05 H I                           | 0.226        | $12.6 \pm 1.7$       | $11.1 \pm 4.2$  | 8.84:           | $6.9 \pm 2.1$     |                  |
| 3967.46 [NeIII]H7                     | 0.210        | $17.1 \pm 1.7$       | $22.4 \pm 2.9$  |                 | $21.6 \pm 1.9$    |                  |
| 4068.60 [S II]                        | 0.189        | $2.26 \pm 0.82$      | 4.69:           |                 | $3.3 \pm 1.1$     |                  |
| 4101.74 H I                           | 0.182        | $26.2 \pm 1.8$       | $26.1 \pm 4.2$  | $27.5 \pm 6.5$  | $25.3 \pm 2.5$    | $26.3 \pm 4.0$   |
| 4340.47 H I                           | 0.127        | $46.7 \pm 2.8$       | $46.9 \pm 4.8$  | $47.5 \pm 7.9$  | $45.8 \pm 3.2$    | $46.9 {\pm} 5.8$ |
| 4363.21 [O III]                       | 0.121        | $3.14 \pm 0.67$      | 1.97:           |                 | 0.55:             |                  |
| 4471.48 He I                          | 0.095        | $4.08 \pm 0.75$      | 3.40:           |                 | $3.94 {\pm} 0.65$ | 3.96:            |
| 4658.10 [Fe III]                      | 0.050        | 1.06:                |                 |                 | 1.09:             |                  |
| 4686.00 He II                         | 0.043        | $0.97 \pm 0.34$      |                 |                 | 1.58:             |                  |
| 4814.55 [Fe II]                       | 0.012        |                      |                 |                 | 0.85:             |                  |
| 4861.33 H I                           | 0.000        | $100.0 \pm 5.3$      | $100.0 \pm 8.2$ | $100 \pm 15$    | $100.0 \pm 6.0$   | $100 \pm 10$     |
| 4921.93 He I                          | -0.015       | 0.42:                |                 |                 |                   |                  |
| 4958.91 [O III]                       | -0.024       | $123.7 \pm 6.5$      | $99.5 \pm 8.1$  | $93 \pm 14$     | $78.3 \pm 5.2$    | $75.5 \pm 9.1$   |
| 5006.84 [O III]                       | -0.036       | $375 \pm 18$         | $293 \pm 19$    | $257 \pm 32$    | $236 \pm 13$      | $225\pm21$       |
| 5197.90 [N I]                         | -0.082       | 1.08:                | 2.07:           |                 |                   |                  |
| 5200.26 [N I]                         | -0.083       | 0.36:                |                 |                 | $2.63 \pm 0.78$   |                  |
| 5517.71 [Cl III]                      | -0.154       | 0.22:                |                 |                 | 0.57:             |                  |
| 5537.88 [Cl III]                      | -0.158       | 0.20:                |                 |                 | 0.64:             |                  |
| 5754.64 [N II]                        | -0.198       |                      |                 |                 | 0.41:             |                  |
| 5875.64 He I                          | -0.215       | $12.5 \pm 1.1$       | $13.1 \pm 2.3$  | 12.94:          | $12.6 \pm 1.4$    | $16.3 \pm 3.8$   |
| 6300.30 [O I]                         | -0.282       | $4.56 \pm 0.61$      | $6.1 \pm 2.0$   | 7.57:           | $7.78 \pm 0.71$   | $7.32 \pm 0.96$  |
| 6312.10 [S III]                       | -0.283       | $1.02 \pm 0.23$      |                 |                 | 0.66:             | 0.66:            |
| 6363.78 [O I]                         | -0.291       | $1.55 \pm 0.42$      | 2.01:           | 3.58:           | $2.14 \pm 0.59$   | $2.30 \pm 0.91$  |
| 6548.03 [N II]                        | -0.318       | $9.98 \pm 0.75$      | $12.1 \pm 1.4$  | $13.6 \pm 4.5$  | $23.8 \pm 1.8$    | $24.3 \pm 2.3$   |
| 6562.82 H I                           | -0.320       | $282 \pm 16$         | $273 \pm 18$    | $280 \pm 35$    | $267 \pm 18$      | $284 \pm 30$     |
| 6583.41 [N II]                        | -0.323       | $28.7 \pm 1.8$       | $37.0 \pm 3.2$  | $41.4 \pm 8.3$  | $72.2 \pm 4.9$    | $82.1 \pm 7.3$   |
| 6678.15 He I                          | -0.336       | $3.17 \pm 0.50$      | 4.01:           |                 | $3.16 \pm 0.64$   | $4.1 \pm 1.3$    |
| 6716.47 [S II]                        | -0.342       | $19.6 \pm 1.3$       | $36.4 \pm 4.3$  | $52.2 \pm 8.7$  | $37.0\pm2.6$      | $42.1 \pm 3.9$   |
| 6730.85 [S II]                        | -0.344       | $15.9 \pm 1.1$       | $27.5 \pm 3.6$  | $35.6 \pm 6.9$  | $29.8 \pm 2.2$    | $35.7 \pm 3.4$   |
| 7065.28 He I                          | -0.387       | $2.27 \pm 0.40$      |                 |                 | $1.93 \pm 0.51$   | $2.41 \pm 0.94$  |
| 7135.78 [Ar III]                      | -0.396       | $11.4 \pm 0.9$       | $9.4 \pm 1.7$   |                 | $10.5 \pm 1.0$    | $10.8 \pm 1.5$   |
| 7318.39 [O II]                        | -0.418       | $2.12 \pm 0.58$      |                 |                 | 1.96:             | $1.57 \pm 0.43$  |
| 7329.66 [O II]                        | -0.420       | $2.48 \pm 0.66$      |                 |                 | 1.08:             | $1.30 \pm 0.34$  |
| 7751.10 [Ar III]                      | -0.467       |                      |                 |                 |                   | $2.68 \pm 0.68$  |
| Tamaño (arcsec)                       |              | $7.2 \times 1$       | $5.6 \times 1$  | 5.2×1           | $6.4 \times 1$    | $3.8 \times 1$   |
| Distancia $(\operatorname{arcsec})^b$ |              | -                    | 7.2             | 12.4            | -                 | -                |
| $F(H\beta)^a$                         |              | $22.3 \pm 0.8$       | $8.6 \pm 0.4$   | $1.56 \pm 0.14$ | $23.4 \pm 0.9$    | $3.8 \times 0.3$ |
| $C(H\beta)$                           |              | $0.68\pm0.04$        | $0.15 \pm 0.02$ | $0.22 \pm 0.03$ | $0.50\pm0.05$     | $0.40\pm0.05$    |
| $W_{abs}$ (Å)                         |              | $2.0\pm0.3$          | $1.30\pm0.10$   | $0.50\pm0.10$   | $7.5\pm0.8$       | $6.2\pm0.6$      |
| $-W(H\alpha)$ (Å)                     |              | $306 \pm 18$         | $76 \pm 5$      | $30 \pm 4$      | $178 \pm 12$      | $186 \pm 15$     |
| $-W(H\beta)$ (Å)                      |              | $44 \pm 3$           | $15 \pm 2$      | $4.7 \pm 0.7$   | $33 \pm 2$        | $17 \pm 3$       |
| -W([O III]) 5007 (Å)                  |              | $172 \pm 8$          | $41 \pm 3$      | $11.6 \pm 1.5$  | $77 \pm 4$        | $32 \pm 4$       |
|                                       |              |                      |                 |                 |                   |                  |

 $^a$  En unidades de  $10^{-15}~{\rm erg~s^{-1}~cm^{-2}},$ no corregido por extinción.

b<br/>l induces de lo  $^{-}$ erg o  $^{-}$ in<br/>l $^{-}$ , in  $^{-}$ , in  $^{-}$  is a sistema<br/>s múltiples.  $^{b}$  Distancia relativa con respecto al objeto principal en sistemas múltiples.

# Condiciones físicas del gas ionizado

Detectamos, con una relación señal-a-ruido moderada, la línea auroral [O III]  $\lambda$ 4363 en el espectro de A. Con ella, hemos determinado de forma directa la temperatura electrónica de alta excitación del gas ionizado, obteniendo  $T_e$ (O III)=10900±900.
| Objeto   | III Zw $107~{\rm A}$   | III Zw 107 $B^a$  | III Zw 107 $\mathbf{C}^a$   | Tol 9 INT  | Tol 9 NOT  |
|--|--|---|---|--|--|
| $\begin{array}{c} T_e({\rm O~III})~({\rm K})\\ T_e({\rm O~II})~({\rm K})\\ N_e~({\rm cm}^{-3}) \end{array}$  | $\begin{array}{r} 10900\pm900\\ 10500\pm800\\ 200\pm60 \end{array}$                                      | $\begin{array}{r} 10400\pm1000\\ 10300\pm800\\ <100 \end{array}$                                  | $\begin{array}{r} 10350\pm1000\\ 10250\pm800\\ <100 \end{array}$                                  | $7600 \pm 1000 \\ 8300 \pm 700 \\ 180 \pm 60$  | $\begin{array}{r} 7850 \pm 1000 \\ 8500 \pm 800 \\ 260 \pm 80 \end{array}$                       |
| $ \begin{array}{c} 12 + \log({\rm O}^+/{\rm H}^+) \\ 12 + \log({\rm O}^{++}/{\rm H}^+) \\ 12 + \log({\rm O}/{\rm H}) \end{array} $                                   | $\begin{array}{c} 7.87 \pm 0.12 \\ 7.99 \pm 0.08 \\ 8.23 \pm 0.10 \end{array}$                           | $\begin{array}{l} 8.05  \pm  0.14 \\ 7.96  \pm  0.10 \\ 8.31  \pm  0.12 \end{array}$              | $\begin{array}{l} 8.08 \pm 0.16 \\ 7.92 \pm 0.11 \\ 8.31 \pm 0.14 \end{array}$                    | $\begin{array}{c} 8.15 \pm 0.19 \\ 8.38 \pm 0.16 \\ 8.58 \pm 0.17 \end{array}$                           | $\begin{array}{l} 8.21  \pm  0.21 \\ 8.29  \pm  0.18 \\ 8.55  \pm  0.18 \end{array}$             |
| $\begin{array}{c} \log(O^{++}/O^{+}) \\ 12 + \log(N^{+}/H^{+}) \\ 12 + \log(N/H) \\ \log(N/O) \end{array}$   | $\begin{array}{c} 0.12  \pm  0.16 \\ 6.70  \pm  0.06 \\ 7.07  \pm  0.10 \\ -1.16  \pm  0.13 \end{array}$ | $\begin{array}{c} -0.09 \pm 0.22 \\ 6.82 \pm 0.08 \\ 7.08 \pm 0.11 \\ -1.23 \pm 0.16 \end{array}$ | $\begin{array}{c} -0.15 \pm 0.26 \\ 6.88 \pm 0.11 \\ 7.11 \pm 0.13 \\ -1.20 \pm 0.18 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 0.22  \pm  0.23 \\ 7.37  \pm  0.09 \\ 7.80  \pm  0.18 \\ -0.78  \pm  0.23 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 0.09 \pm 0.24 \\ 7.37 \pm 0.10 \\ 7.72 \pm 0.17 \\ -0.84 \pm 0.23 \end{array}$ |
| $\begin{array}{c} 12 + \log({\rm S}^+/{\rm H}^+) \\ 12 + \log({\rm S}^{++}/{\rm H}^+) \\ 12 + \log({\rm S}/{\rm H}) \\ \log({\rm S}/{\rm O}) \end{array}$            | $\begin{array}{c} 5.87 \pm 0.06 \\ 6.23 \pm 0.19 \\ 6.42 \pm 0.15 \\ -1.82 \pm 0.22 \end{array}$         | $6.14 \pm 0.08$   | 6.28 ± 0.09<br><br>   | $\begin{array}{c} 6.41 \pm 0.09 \\ 6.78 \pm 0.36 \\ 6.97 \pm 0.30 \\ -1.61 \pm 0.39 \end{array}$         | $\begin{array}{c} 6.46 \pm 0.09 \\ 6.70 \pm 0.36 \\ 6.92 \pm 0.28 \\ -1.63 \pm 0.38 \end{array}$ |
| $\begin{array}{c} 12 + \log(\mathrm{Ne^{++}/H^{+}} \\ 12 + \log(\mathrm{Ne/H}) \\ \log(\mathrm{Ne/O}) \end{array}$   | ) 7.26 $\pm$ 0.14<br>7.51 $\pm$ 0.14<br>-0.73 $\pm$ 0.21   | $\begin{array}{r} 7.30  \pm  0.20 \\ 7.65  \pm  0.20 \\ -0.66  \pm  0.28 \end{array}$             | $\begin{array}{r} 7.30  \pm  0.31 \\ 7.68  \pm  0.31 \\ -0.62  \pm  0.38 \end{array}$             | $\begin{array}{r} 7.64 \pm 0.29 \\ 7.84 \pm 0.29 \\ -0.74 \pm 0.39 \end{array}$                          | $\begin{array}{c} 7.60  \pm  0.39 \\ 7.86  \pm  0.39 \\ -0.69  \pm  0.47 \end{array}$            |
| $\begin{array}{c} 12 + \log(\mathrm{Ar}^{+2}/\mathrm{H}^{+}) \\ 12 + \log(\mathrm{Ar}/\mathrm{H}) \\ \log(\mathrm{Ar}/\mathrm{O}) \end{array}$                       | $\begin{array}{c} 5.94 \pm 0.09 \\ 5.77 \pm 0.09 \\ -2.46 \pm 0.17 \end{array}$                          | $\begin{array}{c} 5.87 \pm 0.16 \\ 5.69 \pm 0.16 \\ -2.52 \pm 0.25 \end{array}$                   | ···<br>···  | $\begin{array}{c} 6.30  \pm  0.17 \\ 6.13  \pm  0.17 \\ -2.45  \pm  0.29 \end{array}$                    | $\begin{array}{c} 6.28 \pm 0.18 \\ 6.12 \pm 0.18 \\ -2.44 \pm 0.31 \end{array}$                  |
| $\begin{array}{c} 12 + \log({\rm Cl}^{++}/{\rm H}^{+}) \\ 12 + \log({\rm Fe}^{++}/{\rm H}^{+}) \\ 12 + \log({\rm Fe}/{\rm H}) \\ \log({\rm Fe}/{\rm O}) \end{array}$ | ) $4.32:$<br>) $5.61:$<br>5.92:<br>-2.31:  | ····<br>···<br>···  | ···<br>···<br>···   | 5.31:<br>6.34:<br>6.71:<br>-1.87:  | ···<br>···<br>···  |
| $12 + \log(\mathrm{He^+/H^+})$   | $10.94 \pm 0.05$   | $10.99 \pm 0.08$  | 10.99:  | $10.93 \pm 0.06$   | $11.04 \pm 0.12$   |
| $[O/H]^b$  | $-0.43 \pm 0.15$   | $-0.35 \pm 0.17$  | $-0.35 \pm 0.19$  | $-0.08 \pm 0.22$   | $-0.11 \pm 0.23$   |

TABLA 6.40: Abundancias químicas de los objetos analizados en III Zw 107 y Tol 9.

 $^a$ Temperaturas electrónicas estimadas a partir de relaciones empíricas.

 ${}^{b}$ [O/H]=(O/H)-(O/H)\_{\odot}, usando (O/H) $_{\odot}$  = 8.66 ± 0.05 (Asplund et al. 2004).

También se pudo determinar la temperatura de baja excitación empleando el cociente entre las líneas del doblete [OII]  $\lambda$ 3728 y [OII]  $\lambda\lambda$ 7319,7330 y obteniendo  $T_e(OII)=10500\pm800$ . Ambas medidas están de acuerdo con la relación dada por Garnet (1992) dentro de los errores. Sin embargo, para los otros dos espectros (B y C), no se pudieron calcular las temperaturas electrónicas de forma directa, por lo que recurrimos a la pareja que, con nuestros cocientes de líneas, mejor reprodujese la abundancia proporcionada por la calibración empírica de Pilyugin (2001a,b). Todos los resultados se encuentran tabulados en la Tabla 6.40. La densidad electrónica se calculó usando las líneas de [SII]  $\lambda\lambda$ 6716,31, estando el resultado por debajo del límite de baja densidad en los espectros B y C.

La comparación entre los espectros presentados en la Figura 6.81 nos indica que las zonas A y B sufren de distinta extinción, al encontrar dos pendientes claramente diferenciadas entre su distribución espectral de energía. En concreto, la pendiente del espectro A es mucho menos pronunciada que la observada en B. Este efecto podría ser también consecuencia de la población de estrellas viejas presente en A, pero el alto valor del coeficiente de enrojecimiento determinando analizando las líneas de Balmer de HI,  $C(H\beta)\sim 0.68$ , en comparación con el determinado en el espectro B,  $C(H\beta)\sim 0.15$ , sugiere una extinción importante en el primero. Por último, la comparación con los diagramas de diagnóstico de Dopita et al. (2000) y Kewley et al. (2001) indica que la fotoionización del gas como consecuencia de choques no es importante en ninguna de las regiones, clasificándose la galaxia como *starburst*. Este hecho es apoyado por satisfacer la relación entre los flujos en FIR y en continuo de radio a 1.4 GHz (Condon et al. 1991; Yun, Reddy y Condon 2001).

### Abundancias químicas

En la Tabla 6.40 recogemos todas las abundancias químicas determinadas para las regiones analizadas en III Zw 107. La abundancia de oxígeno obtenida de forma directa para la región A es  $12 + \log(O/H) = 8.23 \pm 0.10$ , similar a la proporcionada por Kunth y Joubert (1985) quienes daban el valor de  $12 + \log(O/H) = 8.20$  para las dos regiones brillantes de III Zw 107. No obstante, Gallego et al. (1997) estimaron un valor mucho más bajo,  $12 + \log(O/H) \sim 7.90$ , para esta galaxia. Creemos que nuestros valores son más precisos al disponer de espectros de mejor calidad. Para las regiones B y C obtenemos, usando la calibración empírica de Pilyugin (2001a,b),  $12 + \log(O/H) \sim 8.31$ , valores ligeramente mayores pero consistentes dentro de las incertidumbres con los determinados para la región A. Sin embargo, tampoco podemos concluir nada con seguridad sobre la abundancia de oxígeno, al encontrarnos precisamente en la zona bivaluada del parámetro  $R_{23}$ , donde las incertidumbres son mucho mayores. De hecho, la calibración empírica de Pilyugin (2001a,b) proporciona un valor de  $12 + \log(O/H) \sim 8.40$  para la región A, 0.2 dex mayor que la determinada de forma directa. No obstante, es de esperar que al menos nos encontremos en la misma rama de calibración porque el cociente N/O es muy similar en los tres objetos. El resto de abundancias químicas también son más o menos similares, aunque aparentemente algo inferiores en A. La comparación entre las abundancias químicas de B y C son esencialmente idénticas pese a los grandes errores involucrados en su cálculo.

## Cinemática

Usando nuestro espectro bidimensional obtenido para la posición de rendija observada sobre III Zw 107 hemos construido el diagrama posición velocidad que se muestra en la Figura 6.82. Para ello, se extrajeron zonas de 3 píxeles (1.2 arcsec) a través del perfil de la emisión en H $\alpha$ , tomándose como referencia el centro de la galaxia. Aunque la galaxia parece mostrar un gradiente de velocidad entre el borde austral (~30 km s<sup>-1</sup>) y la zona más brillante de la región A (~ -20 km s<sup>-1</sup>), encontramos que entre ésta y B aparece un reverso en la velocidad con una variación de unos 40 km s<sup>-1</sup> en escasos 4". Alrededor de C se vuelven a tener valores parecidos a los encontrados en la zona norte de A, constituyéndose un patrón sinosuidal en el diagrama. Aunque las amplitudes no son muy grandes y la resolución espacial no muy elevada, este signo podría indicar algún tipo de interacción entre los dos objetos brillantes que constituyen III Zw 107. Esto podría explicar la existencia de la cola visible en óptico: puede que incluso el gradiente en velocidad observado en la zona austral sea debido al movimiento del gas en/hacia dicha cola.



FIGURA 6.82: Diagrama posición-velocidad obtenido para III Zw 107 usando A.P. de 0°.

Es difícil determinar la masa kepleriana de III Zw 107 usando el diagrama visto en la Figura 6.82: suponiendo que vemos la galaxia de perfil  $(i \sim 90^{\circ})$  y tomando  $\Delta v \sim 30 \text{ km s}^{-1}$  en un radio de  $\sim 10''$  (=3.9 kpc), se encuentra  $M_{\text{Kep}} \sim 8.2 \times 10^8 M_{\odot}$ y  $M_{\rm Kep}/L_B \sim 0.05$ . Estos valores son muy bajos comparados con la masa dinámica y de HI estimada para esta galaxia usando las observaciones disponibles en radio (ver Tabla 5.11),  $M_{\rm H\,I}$  = (6.7±1.2)×10<sup>9</sup>  $M_{\odot}$ ,  $M_{\rm Dyn}$  ~1.1×10<sup>10</sup>  $M_{\odot}$  (la masa dinámica se calculó usando la mitad de la anchura de la línea de HI,  $\sim 100$  km s<sup>-1</sup>, y un radio de 12''=4.68 kpc), que se traducen en unos cocientes masa-luminosidad de  $M_{\rm H\,I}/L_B$ =0.36 y  $M_{\rm Dyn}/L_B$ ~0.61. Si estas estimaciones son correctas, aproximadamente el 60% de la masa de la galaxia estaría en forma de gas atómico. Este dato, unido al hecho de que el tiempo de escala de depleción del gas es au ~3.9 Ga, indican que la galaxia aún poseería mucho material para formar nuevas estrellas. La comparación entre las semiamplitudes en velocidad encontradas en radio ( ${\sim}100$  $km s^{-1}$ ) y en óptico ( $\sim$ 30  $km s^{-1}$ ) sugieren que el gas atómico ocupa una región mayor que la observada en filtros ópticos; quizás el gas a atómico se ha dispersado más como consecuencia de interacciones. Por último, usando los flujos en FIR, estimamos una masa de polvo templado de  $M_{
m dust}{\sim}1.3{\times}10^6~M_{\odot}$  o, equivalentemente,  $M_{\rm dust}/L_B \sim 7.3 \times 10^{-5}$ .

#### 6.16.3 Edades de las poblaciones estelares

En la Figura 6.83 comparamos los colores determinados para las regiones analizadas en esta galaxia, corregidos tanto por extinción como por emisión nebular, con los modelos teóricos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997) para brotes instantáneos con IMF de Salpeter y  $Z/Z_{\odot}$ =0.4. Observamos buena concordancia entre las observaciones y los modelos. Las edades estimadas a partir de los colores son entre 5 y 10 Ma para los brotes centrales, en acuerdo con las estimaciones usando  $W(H\alpha)$ , y mayor de 500 Ma para la población de estrellas que constituyen la componente de baja luminosidad de la galaxia.



FIGURA 6.83: Diagramas color-color mostrando la comparación de los modelos teóricos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999; línea continua azul) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997; línea discontinua roja) con los colores observados en los objetos de III Zw 107. Los símbolos representan a los valores obtenidos integrando todo el flujo (círculo), las regiones A y B+C (estrellas), la cola (cruz) y la componente de baja luminosidad (cuadrado). También se incluyen algunas edades (en Ma) para los modelos de STARBURST 99.

## 6.16.4 Conclusiones

III Zw 107 es una BCDG con dos fuertes regiones de formación estelar inmersas en una componente más amplia de baja luminosidad, de donde surge una cola evidente. Las abundancias de oxígeno de estas regiones son  $12 + \log(O/H) = 8.23 \pm 0.10$  y ~8.31  $(Z/Z_{\odot} \sim 0.4)$ . La edad del último brote de formación estelar está en torno a 5.5 Ma. En la zona austral, la más brillante, detectamos el rasgo WR, confirmando anteriores estudios. La galaxia es muy rica en gas atómico, encontrándose posiblemente más disperso que la componente estelar. Este hecho, unido al patrón cinemático encontrado y los rasgos morfológicos detectados, sugieren que III Zw 107 podría estar constituido por dos objetos en interacción o fusión. Posiblemente, en caso de no existir una estrella cercana, el carácter interactivo de este objeto sería más evidente.



FIGURA 6.84: Imagen en color de la galaxia Tol 9 combinando datos en filtros B (azul), R (verde) y H $\alpha$  (rojo) (imágenes obtenidas con el telescopio de 2.56m NOT). Observar la estructura en H $\alpha$  que surge de Tol 9, así como las múltiples regiones de formación estelar encontradas en la cercana espiral barrada ESO 436-46.

# 6.17 Tol 9

Tol 9 (IRAS 10323-2819, ESO 436-42, Tol 1032-283, PGC 31296) es una galaxia con líneas de emisión descubierta por Smith, Aguirre y Zemelman (1976) usando el telescopio Schmidt Curtis de 61 cm (CTIO, Chile), siguiendo las ideas del cartografiado realizado por Markarian en el hemisferio norte. Su naturaleza fue analizada, conjuntamente al resto de galaxias Tololo conocidas hasta entonces, por Bohuski, Fairall y Weedman (1978), quienes concluyen que las líneas de emisión detectadas en más del 80% de estas galaxias parecen ser producidas por estrellas masivas, siendo la emisión más intensa que en las galaxias de los catálogos de Markarian. Fabbiano, Feigelson y Zamorani (1982) proporcionan un límite superior al flujo en rayos-X de Tol 9 a partir de observaciones con el satélite EINSTEIN. Wamsteker et al. (1985) detectan emisión en H $\alpha$ , remarcando que está interaccionando con un objeto cercano, algo previamente comentado por Lauberts (1982). Aunque estos autores no proporcionan valores del flujo en H $\alpha$ , Bennett y Moss (1998) sí lo indican.



FIGURA 6.85: (*Izquierda*) Mapa de Tol 9 y sus alrededores, constituyendo el grupo Klemola 13. Se incluye la identificación de todos los miembros, incluyéndose las velocidades radiales observadas en óptico (todas según NED excepto Tol 9, para la que indicamos nuestro valor). El campo de visión es de 16'×13' aproximadamente. (*Derecha*) Espectro de HI en dirección a Klemola 13 obtenido con el cartografiado HIPASS. Cortesía de Bärbel Koribalski (ATNF).

Bergvall y Olofsson (1986) la estudian usando fotometría óptica y NIR, además de espectroscopía. La galaxia fue observada por el satélite IRAS en FIR (Wang et al. 1991; Strauss et al. 1992) y en continuo de radio a 1.4 GHz por Condon et al. (1998), incorporándose por ello a varios estudios estadísticos (Kewley et al. 2001; Bettoni et al. 2003; Reddy y Yun 2004).

Penston et al. (1977) sugieren la detección de una débil línea de emisión alrededor de  $\lambda$ 4686. Kunth y Schild (1986) analizan espectroscópicamente Tol 9 junto con otras 4 galaxias WR. No encuentran el WR *bump* azul ni la línea de emisión de HeII  $\lambda$ 4686, pero sugieren la detección del WR *bump* rojo. Por ese motivo, Conti (1991) incluye a Tol 9 en su estudio de galaxias WR, pero sin confirmar su naturaleza. Lo mismo hacen Schaerer et al. (1999).

Tol 9 se encuentra en el cuímulo de galaxias Hydra I, también conocido como Abel 1060 (Richter 1987, 1989). Dentro de éste, pertenece al grupo Klemola 13 (HIPASS J1034-28), que mostramos en la Figura 6.85 (izquierda) usando imágenes extraídas de DSS. Según el cartografiado HIPASS (Meyer et al. 2004), Klemola 13 es un grupo rico en HI, aunque probablemente la mayoría del gas pertenezca a la cercana espiral barrada ESO 436-46. Mostramos el espectro de HI en dirección a Klemola 13 obtenido con HIPASS en la Figura 6.85 (derecha).

### 6.17.1 Resultados fotométricos

La galaxia Tol 9 se sitúa a 43.3 Mpc (ver Tabla 5.9), por lo que un segundo de arco equivale a 210 pc. En la Figura 6.86 mostramos nuestra imagen profunda en el filtro V obtenida con 2.56m NoT, identificando todos los objetos cercanos. Según NED, Tol 9 está clasificada como una galaxia E4 (por su morfología) pero



FIGURA 6.86: Imagen profunda de Tol 9 y sus alrededores en el filtro V (2.56m NoT). A la izquierda se muestra el campo alrededor de la galaxia, saturando la imagen para detectar los objetos más debiles, siendo identificados los más importantes. Destaca la preciosa espiral barrada ESO 436-46. También se señala una estrella con movimiento propio elevado (ver texto). La imagen de la derecha muestra la galaxia sin saturar, incluyéndose las posiciones de rendija empleada para espectroscopía. La posición de rendija observada con 2.56m NOT (AP 109°) se colocó a propósito sin pasar por el centro de Tol 9: su objetivo principal era medir el campo de velocidad de la amplia estructura detectada en H $\alpha$  (ver Figura 6.87).

también como galaxia HII (por la detección de importante emisión nebular). Tiene un tamaño aproximado de  $23'' \times 14''$  (=4.8×3.0 kpc). Como ya notaron otros autores, presenta una especie de cola hacia el sudoeste, justo en dirección de una galaxia enana compañera (designada en este trabajo como *comp 1*), de forma casi esférica, localizada a unos 28'' (=5.9 kpc). Esta observación sugiere cierta interacción entre ambos cuerpos. También se encuentra cerca de otra galaxia de tipo elíptico situada 56'' (=11.8 kpc) hacia el noroeste (designada como *comp 2*). Esta galaxia parece mostrar algún tipo de material disperso en su zona noroccidental. También se encuentran estructuras difusas en dirección perpendicular a la cola que surge de Tol 9, correspondiendo a la emisión que observamos claramente en H $\alpha$  (ver Figura 6.87). La mínima distancia entre Tol 9 y la espiral ESO 436-46 es de 96'' (=20.2 kpc).

#### Fotometría en filtros anchos

Listamos en la Tabla 6.41 los resultados fotométricos en filtros anchos conseguidos al analizar nuestras imágenes. Usamos el valor medio del coeficiente de enrojecimiento obtenido en nuestros espectros (ver siguiente sección) para corregir por extinción,



FIGURA 6.87: (*Izquierda*) Mapa de Tol 9 en H $\alpha$  (sustraido de continuo) indicando todas sus zonas. (*Derecha*) Mapa de contornos de nuestras imágenes en  $B \ge J$ . El nivel más externo corresponde con  $3\sigma$  del brillo del cielo.

TABLA 6.41: Resultados de la fotometría de Tol 9. E(B - V) se determinó a partir del  $C(H\beta)$  estimado mediante espectroscopía.

| Objeto   | E(B-V)                         | $m_B$   | $M_B$                              | U - B                                | B - V                              | V - R  | V - J                          | J - H                          | $H - K_s$                      |
|--|--------------------------------|---|------------------------------------|--------------------------------------|------------------------------------|--|--------------------------------|--------------------------------|--------------------------------|
| $Tol 9^b$<br>UC  | $_{0.31\pm0.03}^{0.31\pm0.03}$ | 13.92±0.03<br>                                | $-19.26 {\pm} 0.03$                | $^{-0.34\pm0.06}_{0.04\pm0.10}$      | $_{0.24\pm0.06}^{0.24\pm0.06}$     | $_{\substack{0.22\pm0.06\\0.33\pm0.08}}^{0.22\pm0.06}$ | $_{1.10\pm0.20}^{0.83\pm0.08}$ | $0.68 {\pm} 0.10$              | $0.27 {\pm} 0.12$              |
| $\begin{array}{c} {\rm Comp}\ 1\\ {\rm Comp}\ 2 \end{array}$ | $0.07^{a}$<br>$0.07^{a}$       | $\substack{16.78 \pm 0.03 \\ 15.33 \pm 0.03}$ | $^{-16.40\pm0.03}_{-17.85\pm0.03}$ | $0.17 {\pm} 0.08 \\ 0.29 {\pm} 0.06$ | $_{0.63\pm0.06}^{0.63\pm0.06}$     | $_{0.39\pm0.06}^{0.39\pm0.06}$                         | $_{1.15\pm0.10}^{1.15\pm0.10}$ | $_{0.79\pm0.14}^{0.79\pm0.14}$ | $_{0.31\pm0.16}^{0.31\pm0.16}$ |
| Obj 1  | $0.07^{a}$                     | $19.02 {\pm} 0.04$                            |                                    |                                      | $0.68 {\pm} 0.08$                  | $0.48{\pm}0.08$  |                                |                                |                                |
| Obj 2<br>Obj 3   | $0.07^{a}$<br>$0.07^{a}$       | $18.53 \pm 0.05$<br>$19.68 \pm 0.06$          |                                    | $0.25 \pm 0.15$                      | $0.72 \pm 0.10$<br>$0.80 \pm 0.12$ | $0.41 \pm 0.08$<br>$0.52 \pm 0.10$                     |                                |                                |                                |
|  |                                |   |                                    |                                      |                                    |  |                                |                                |                                |

 $^a$ Valor de la extinción Galáctica,  $E(B-V)_G$  = 0.065 (Schlegel et al. 1998).

<sup>b</sup> Colores corregidos por emisión del gas.  $\Delta(U-B)_e=0.05, \Delta(B-V)_e=-0.07, \Delta(V-R)_e=0.0 \text{ y} \Delta(V-J)_e=0.10.$ 

siguiendo el procedimiento usual. También se corrigió por la emisión del gas, no muy importante en este caso, usando los valores mostrados en la Tabla 6.41. Observamos que Tol 9 muestra unos colores más azules que el resto de objetos analizados, algo especialmente evidente en el color U - B, indicando la existencia de poblaciones de estrellas jóvenes en la galaxia. No obstante, los colores no son tan azules como en otros objetos analizados en esta tesis, mostrando que una población importante de estrellas evolucionadas también está presente. Analizando una región carente de emisión nebular (designada como UC en la Tabla 6.41) confirmamos la existencia de dicha componente subyacente de estrellas viejas. Por otro lado, las galaxias compañeras (Comp 1 y 2) están completamente dominadas por poblaciones de estrellas viejas, sin rasgos de formación estelar reciente. Los colores NIR de las tres galaxias (Tol 9 y Comp 1 y 2) están esencialmente dominados por la emisión de estrellas viejas, concordando sus valores con los determinados previamente por 2MASS y 3.9m AAT (Ward et al. 1982). Los objetos cercanos analizados, Obj 1, Obj 2 y Obj 3 muestran colores ligeramente más rojos a las galaxias principales, pero no lo suficiente como para sugerir que son objetos de fondo.

Flujo  $(10^{-13})$ Objeto Luminosidad MHII  $M_{\star}$ SFR  $W(H\alpha)$ Edad  ${\rm erg} {\rm cm}^{-2} {\rm s}^{-1}$ )  $(10^{40} \text{ erg s}^{-1})$  $(10^6 \ M_{\odot})$  $(10^6 \ M_{\odot})$  $(M_{\odot} \mathrm{yr}^{-1})$ (Å) (Myr)  $10.2 \pm 0.7$ Tol 9  $22.9 \pm 1.6$  $3.4 \pm 0.2$  $1.82 \pm 0.13$  $130 \pm 30$  $27.4 \pm 1.9$ 6.0  $\begin{array}{c} 8.5 \pm 0.4 \\ 0.027 \pm 0.002 \end{array}$  $\mathbf{C}$  $19.0 \pm 1.0$  $2.83 \pm 0.14$  $40~\pm~2$  $1.51 \pm 0.08$  $200 \pm 30$ 5.8#1  $\begin{array}{c} 0.061 \, \pm \, 0.005 \\ 0.236 \, \pm \, 0.013 \end{array}$  $0.13 \pm 0.01$ 6.2 $0.0091 \pm 0.0007$  $0.005 \pm 0.001$  $110 \pm 30$ #2  $0.105 \pm 0.006$  $0.035 \pm 0.002$  $0.50 \pm 0.03$  $0.019 \pm 0.001$  $180 \pm 30$ 5.8 $#3 \\ #4$  $\begin{array}{c} 0.031 \, \pm \, 0.004 \\ 0.020 \, \pm \, 0.003 \end{array}$  $\begin{array}{c} 0.070 \pm 0.009 \\ 0.045 \pm 0.008 \\ 0.69 \pm 0.09 \end{array}$  $\begin{array}{c} 0.0104 \, \pm \, 0.0013 \\ 0.0066 \, \pm \, 0.0011 \end{array}$  $\begin{array}{c} 0.15 \,\pm\, 0.02 \\ 0.09 \,\pm\, 0.02 \end{array}$  $0.006 \pm 0.001$  $110 \pm 40$ 6.2 $0.004 \pm 0.001$  $140 \pm 40$ 6.0  $0.102 \pm 0.013$ #5 $0.31\,\pm\,0.04$  $1.46 \pm 0.19$  $0.055 \pm 0.007$  $120 \pm 40$ 6.10.003:1.017 ± 0.09 0.0005: $0.151 \pm 0.013$ #6 0.002: 0.01:  $80 \pm 30$ 6.3  $0.45 \pm 0.04$ Env

TABLA 6.42: Resultados de la fotometría en H $\alpha$  de Tol 9. El flujo mostrado está corregido tanto por contaminación por las líneas de [N II] como por extinción usando nuestros valores espectroscópicos. C es el centro de la galaxia, *Env* se refiere a la envolutura de gas ionizado que circunda a la galaxia, y el resto de objetos están identificados en la Figura 6.87.

#### Fotometría en $H\alpha$

Mostramos en la Figura 6.87 la imagen neta en H $\alpha$  de Tol 9, sobre la que se han superpuesto sus contornos por claridad. Observamos que la galaxia posee amplia emisión nebular, apareciendo dos estructuras opuestas (designadas como #3 y #5) orientados casi perpendicularmente a la cola que conecta Tol 9 con *Comp 1*. Además de estas estructuras aparecen regiones más pequeñas, destacando el semiarco (#4) al sur. El centro de la galaxia tiene intensa emisión en H $\alpha$ , encontrándose un par de regiones (#1 y #2) algo al norte. La imagen parece mostrar unos sutiles filamentos que conectan el centro de la galaxia con la región #5 y con #1. A unos 38" (=7.9 kpc) hacia el noroeste de Tol 9 encontramos la región #6, que también muestra emisión nebular, estando alineada con la zona #5. La curiosa estructura encontrada en Tol 9 y su falta de contrapartida óptica en emisión en filtros anchos sugiere la presencia de algún tipo de viento galáctico en la galaxia.

Recopilamos en la Tabla 6.42 los resultados obtenidos al calibrar en flujo nuestra imagen en H $\alpha$ . Se corrigió tanto por extinción como por contaminación por emisión de  $[N_{II}]$  (que fue del 28% en la línea de  $\lambda$ 6583) usando el promedio de nuestros valores espectroscópicos (ver siguiente sección). Además de la zona central y los objetos indicados en la Figura 6.87, se incluye el valor del flujo de la envoltura de gas ionizado que rodea a la galaxia (emisión H $\alpha$  en lugares donde no se observa emisión en filtros anchos), que ha sido designada como Env. El valor total del flujo en H $\alpha$ de Tol 9 es  $f_{\rm H\alpha} = (10.2 \pm 0.7) \times 10^{-13}$  erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>, lo que significa una luminosidad de  $L_{\text{H}\alpha} = (22.9 \pm 1.6) \times 10^{40} \text{ erg s}^{-1}$  a la distancia a la que se sitúa la galaxia. Serían necesarias unas 168000 estrellas O7V equivalentes para dar cuenta de tal luminosidad. Nuestro valor del flujo en Hlpha es muy parecido al determinado por Bennett y Moss (1998),  $f_{\text{H}\alpha} \sim 8.5 \times 10^{-13} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ . El ritmo de formación estelar estimado para Tol 9 es, usando la relación de Kennicutt (1998),  $SFR_{H\alpha}$ =1.82±0.13  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup>. Este valor es muy similar a las determinaciones obtenidas en FIR y continuo de radio:  $SFR_{60\,\mu m} = 1.2 \pm 0.1 \ M_{\odot} \, {\rm yr}^{-1}$ ,  $SFR_{\rm FIR} < 1.59 \ M_{\odot} \, {\rm yr}^{-1}$  y  $SFR_{1.4\,{\rm GHz}} = 2.18 \pm 0.04$  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup> (obtenidas usando las relaciones habituales, ver §4.5). La anchura equiva-



FIGURA 6.88: Espectros obtenidos con el telescopio 2.5m INT (*arriba*) y 2.56m NOT (*abajo*) de Tol 9, indicando las líneas más importantes. No están corregidos por enrojecimiento.

lente obtenida para la parte central de la galaxia indica que la edad del último brote de formación estelar es de 5.8 Ma.

No encontramos emisión nebular en el resto de los objetos del campo, excepto en una estrella cercana (designada como  $\star$  en la Figura 6.86). Este objeto es estelar porque la FWHM de su PSF es equivalente al resto de estrellas del campo. La emisión detectada no es un residuo pequeño, sino significativo. Además, comparando nuestra imagen con aquella proporcionada por Dss (obtenida el 10/05/75), observamos que la estrella se ha desplazado unos 11" hacia el sur (ver Figura 6.86), por lo que posee un movimiento propio elevado. Sería interesante un estudio más detallado de este objeto, pero al salirse del ámbito de esta tesis lo pospondremos para otra ocasión.

# 6.17.2 Resultados espectroscópicos

Se realizaron dos observaciones espectroscópicas de rendija larga de Tol 9. La primera se llevó a cabo usando el espectrógrafo IDs situado en 2.5m INT, empleando un ángulo de posición de 49° que atravesaba el centro de Tol 9 y la galaxia enana compañera localizada al sudoeste (ver Figura 6.86). La segunda se obtuvo usando la cámara ALFOSC en 2.56m NOT, colocando la rendija casi perpendicularmente a la anterior posición, pero sin pasar por el centro de Tol 9 sino por su zona más sudoriental, donde se detecta la mayor emisión en H $\alpha$  (ver Figura 6.87). El ángulo de posición de esta rendija fue de 109°, y su principal objetivo era medir la cinemática del gas ionizado en esta región. No obstante, también se analizaron las condiciones físicas y las abundancias químicas de la zona más brillante de esta posición. Mostramos los espectros obtenidos con ambas posiciones en la Figura 6.88, señalando las líneas más importantes. El listado completo de líneas de emisión detectadas se recoge en la Tabla 6.39, así como otras propiedades importantes de cada espectro. Comprobamos que ambos espectros muestran cocientes de líneas muy similares.

Los espectros de Tol 9 muestran emisión nebular sobre un continuo dominado por las absorciones en las líneas de Balmer de HI. Este hecho indica una población importante de estrellas evolucionadas, tal y como ya sugerían nuestros resultados fotométricos. También observamos una caída importante del continuo en la zona azul del espectro: se puede explicar tanto por el dominio de las estrellas viejas como por una alta extinción. En realidad, se trata de la combinación de ambos efectos, puesto que el coeficiente de enrojecimiento determinado en ambos casos es relativamente elevado. Las absorciones estelares parecen ser más importantes en el espectro obtenido con 2.56m NOT, donde no pasamos por el centro de la galaxia. Este espectro no muestra ningún rasgo atribuible a estrellas WR, a diferencia del espectro conseguido con 2.5m INT, que sí atraviesa las regiones centrales. En concreto, observamos tanto la línea ancha alrededor de  $\lambda$ 4650 (WR *bump* azul) como la línea nebular de HeII  $\lambda$ 4686, indicando la presencia de estrellas WNL en el centro de Tol 9. No observamos el WR *bump* rojo en ninguno de nuestros espectros.

#### Condiciones físicas del gas ionizado

El espectro de Tol 9 obtenido con 2.5m INT muestra la débil línea aurolar de [O III]  $\lambda$ 4363, aunque con un error muy elevado. También detectamos la línea de [N II]  $\lambda$ 5755 y el doblete de [O II]  $\lambda\lambda$ 7319,7330, por lo que hemos determinado las temperaturas electrónicas de alta y baja excitación de forma directa. Los resultados obtenidos se indican en la Tabla 6.40, siendo  $T_{\rm e}$ (alta)~7600 K y  $T_{\rm e}$ (baja)~8300 K, cumpliendo en este caso la relación de Garnett (1992). En el espectro conseguido con el telescopio 2.56m NOT se determinó de forma directa sólo la temperatura de baja excitación usando las líneas de [O II] detectadas, estimando la temperatura de alta excitación con la relación de Garnett (1992). En ambos casos, las densidades electrónicas (determinadas usando el doblete de [S II]  $\lambda\lambda$ 6716,6731) no están por debajo del límite de baja densidad. Como ya se ha comentado, el coeficiente de enrojecimiento determinado usando el decremento Balmer fue relativamente alto en ambos casos, siendo el valor medio  $C(H\beta) \sim 0.45$ . La anchura equivalente de absorción determinada en las líneas de Balmer de forma iterativa con  $C(H\beta)$  también fue muy elevado,  $W_{abs} \sim$ 6–8 Å. Los diagramas de diagnóstico de Dopita et al. (2000) y de Kewley et al. (2001) clasifican las regiones como starbursts, aunque parece existir una pequeña contribución de choques a la ionización del gas en el espectro observado con 2.56m Not.

#### Abundancias químicas

Recopilamos las abundancias químicas determinadas en Tol 9 usando ambos espectros en la Tabla 6.40, encontrando resultados prácticamente idénticos en ambos casos. La abundancia de oxígeno determinada fue  $12+\log(O/H)=8.58$  y 8.55 usando los espectros de 2.5m INT y 2.56m NOT, respectivamente. Por lo tanto, se



FIGURA 6.89: Diagramas posición-velocidad obtenidos para las posiciones de rendija observadas en Tol 9: AP 49° (espectro de 2.5m INT, izquierda) y AP 109° (espectro de 2.56m NOT, derecha). Se analizaron en ambos casos el perfil de las líneas de H $\alpha$  y de [O III]  $\lambda$ 5007. Observar que el eje de ordenadas del diagrama de la derecha está dividido en dos regiones. Las ordenadas crecen hacia el NE en el diagrama de INT y hacia en NO en el de NOT.

trata de una de las galaxias más metálicas estudiadas en esta tesis. Estos valores coinciden relativamente bien con los resultados proporcionados por las calibraciones empíricas de Piluygin (2001a,b) y Pagel y Pettini (2004). Promediando, conside-raremos que la abundancia de oxígeno de Tol 9 es  $12 + \log(O/H) = 8.57 \pm 0.12$ . Este valor es unos 0.8 dex mayor al valor proporcionado por Kunth y Schild (1986), quienes estimaron  $12 + \log(O/H) \sim 7.73$ . El cociente de nitrógeno sobre oxígeno,  $\log(N/O) = -0.81 \pm 0.16$ , es el esperado para una galaxia con la abundancia de oxígeno determinada para Tol 9. El resto de abundancias químicas estimadas en Tol 9 son  $\log(S/O) \sim -1.62$ ,  $\log(Ne/O) \sim -0.72$  y  $\log(Ar/O) \sim -2.5$ .

### Cinemática

Hemos estudiado la cinemática del sistema analizando el perfil de las líneas de emisión de H $\alpha$  y [OIII]  $\lambda$ 5007 en nuestros espectros bidimensionales. Extrajimos zonas de 3 píxeles (1.2") en el espectro de 2.5m INT y de 5 píxeles (0.95") en el caso de 2.56m NOT. El cero de cada diagrama se colocó en la zona con mayor emisión. Los diagramas posición-velocidad se muestran en la Figura 6.89. Encontramos una correspondencia muy buena entre los valores conseguidos con las dos líneas en ambos diagramas, aunque a primera vista su interpretación parece difícil.

Para comenzar, el diagrama que atraviesa el centro de Tol 9 siguiendo su eje mayor (AP 49°) no muestra un diagrama típico de rotación. En su lugar, encontramos dos tendencias diferenciadas, por un lado, un gradiente de  ${\sim}120$  km s $^{-1}$ desde la zona nordoriental hacia el centro del sistema, para luego invertir esa tendencia en su zona sudoccidental, alcanzando una diferencia de velocidad similar a la observada en la zona norte. No obstante, la zona central parece mostrar indicios de rotación, con un incremento de velocidad de  $2\Delta v \sim$ 70 km s<sup>-1</sup> en un radio de  $\sim$ 4". Usando este valor para la semivelocidad y considerando el radio aproximado de la galaxia ( $r \sim 12''=2500$  pc), determinamos una masa kepleriana de  $M_{\rm Kep} \sim 7.2 \times 10^8$  $M_{\odot}$  suponiendo un ángulo de inclinación de 90°. Aunque la forma de la galaxia es elíptica, considerando que la razón de sus ejes mayor y menor es consecuencia de la inclinación del sistema, estimamos  $i \sim 50^\circ$ , con lo que obtenemos  $M_{\rm Kep} \sim 1.2 \times 10^9$  $M_{\odot}$  y un cociente masa-luminosidad de  $M_{\rm Kep}/L_B \sim 0.16$ . Este valor es algo pequeño comparado con sistemas similares, lo que sugiere que posiblemente estamos subestimando la masa del sistema. Para un cálculo más exacto de esta cantidad habría que recurrir a mapas de radio, actualmente no disponibles. No podemos determinar la masa de gas atómico ni la masa dinámica de Tol 9 considerando medidas de una única antena por la contaminación que introducen las galaxias vecinas, sobre todo la espiral ESO 436-46. Los valores proporcionados por HIPASS (ver Figura 6.85, derecha) sugieren una masa de HI de  $M_{\rm HI}$ ~4.5imes10 $^9~M_{\odot}$  para el sistema, lo que se traduciría en un cociente  $M_{
m H\,I}/L_B{<}0.9$  para Tol 9. La masa de polvo templado de Tol 9, calculada usando los flujos FIR, es  $M_{\rm dust}{\sim}2.41{\times}10^6~M_{\odot}$ , siendo su cociente masa-luminosidad  $M_{\rm dust}/L_B \sim 3.1 \times 10^{-4}$ . Según la clasificación de Bettoni et al. (2003) este valor correspondería a galaxias espirales  $(M_{\rm dust}/L_B \sim 2 \times 10^{-4})$  y no a galaxias del tipo elíptico  $(M_{\rm dust}/L_B \sim 3 \times 10^{-6})$ .

Por otro lado, el diagrama obtenido con AP 109°, que no atraviesa el centro de Tol 9 sino su zona sudoccidental, justo donde la emisión en H $\alpha$  de la envoltura que rodea a la galaxia es más intensa, presenta diversos cambios en la velocidad del gas ionizado. Las regiones #3 y #5, observadas como dos filamentos que surgen del centro de la galaxia (ver Figura 6.87, izquierda) se encuentran identificadas en este diagrama, presentando un comportamiento similar con respecto al centro de Tol 9: ambas muestran un incremento de velocidad de ~90 km s<sup>-1</sup> (la zona #5 posee un valor algo menor) en dirección al observador en un tamaño similar. Esta estructura recuerda a la de una burbuja bipolar en expansión, reforzando la hipótesis de que la envoltura en H $\alpha$  observada en Tol 9 sea un tipo de viento galáctico. El objeto #6 de detecta muy débilmente a unos 100" (=21 kpc) del máximo de emisión de esta posición de rendija, teniendo una velocidad similar a la encontrada en en el filamento #5, lo que sugiere que está o ha estado cinemáticamente unido a ella. Incluso es posible #6 haya sido expulsado de la hipotética burbuja en expansión comentada con anterioridad.

## 6.17.3 Edades de las poblaciones estelares

En la Figura 6.90 comparamos los colores de Tol 9 y las dos galaxias compañeras, corregidos tanto por extinción como por emisión nebular (en caso de Tol 9) con



FIGURA 6.90: Diagramas color-color mostrando la comparación de los modelos teóricos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999; línea continua azul) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997; línea discontinua roja) con los colores observados en los objetos de Tol 9. Los símbolos representan a Tol 9 (estrella), la componente de baja luminosidad (círculo), la galaxia compañera localizada al SO (*Comp 1*, cuadrado) y la situada al NO (*Comp 2*, triángulo). También se incluyen algunas edades (en Ma) para los modelos de STARBURST 99.

los modelos teóricos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997) para brotes instantáneos con IMF de Salpeter y  $Z/Z_{\odot}=1$ . En general existe buena correspondencia con los modelos, aunque Tol 9 se aparta ligeramente de ellos. Tal y como ya se comentó en la sección de fotometría en filtros anchos, este hecho indica cierta importancia de la población de estrellas más evolucionadas presente en la galaxia. La comparación de los colores observados con los predichos por los modelos indica que la edad de la población estelar dominante en Tol 9 es de alrededor de 50 Ma, superior a los ~6 Ma de edad de la población de estrellas viejas, cuya edad es ligeramente inferior a 500 Ma (suponiendo la edad estimada a la componente de baja luminosidad), parece dominar la luz en filtros ópticos/NIR. Los objetos compañeros concuerdan con galaxias más evolucionadas y dominadas por la población vieja, mostrando edades superiores a 500 Ma (e incluso a 1 Ga).

### 6.17.4 Conclusiones

Tol 9 es una interesante galaxia de morfología elíptica pero que posee importante emisión nebular. El análisis fotométrico y espectroscópico del sistema indica que alberga una población importante de estrellas evolucionadas, con edades superiores a 500 Ma, sobre la que se localiza una población de estrellas jóvenes, siendo la edad del último brote de formación estelar unos 6 Myr. La abundancia de oxígeno, calculada de forma directa y usando dos espectros independientes, es de  $12 + \log(O/H) = 8.57 \pm 0.12$ , indicando que Tol 9 ha sufrido una evolución química importante, siendo este resultado coherente con la existencia de una población de estrellas viejas. Encontramos el rasgo WR en su zona central, sugiriendo la presencia de este tipo de estrellas masivas en el starburst. Las imágenes en filtros ópticos revelan un puente estelar hacia una galaxia enana compañera, dominada completamente por estrellas viejas y sin emisión nebular, localizada a  $\sim$ 5.9 kpc hacia el sudoeste. Como ya sugirieron otros autores (Bennett y Moss, 1998) este puente de material conectando ambas galaxias sugiere cierto tipo de interacción, pudiendo ser el desencadenante de la formación estelar en Tol 9. Nuestras imágenes profundas en H $\alpha$  revelan importante emisión central y una amplia envoltura que se extiende perpendicularmente al puente de materia hacia la galaxia enana compañera de la que carecemos de información sobre su velocidad radial. La morfología y la cinemática de este estructura sugiere que se trata de algún tipo de viento galáctico (burbuja rota). El ritmo de formación estelar se ha calculado de forma coherente usando varios métodos independientes, sugiriendo  $SFR \sim 1.6 M_{\odot} \, {\rm yr}^{-1}$ . Decididamente, Tol 9 y el grupo de galaxias al que pertenece (Klemola 13) es un objeto muy interesante a estudiar con interferometría radio, con el que se podría analizar la distribución y cinemática del gas atómico y así dilucidar la historia evolutiva del grupo.



FIGURA 6.91: Imagen en color de la pareja de objetos que componen Tol 1457-262 combinando datos en filtros U (azul), B (verde) y R (rojo) (imágenes obtenidas con el telescopio 2.56m NoT). Se aprecian varias regiones de formación estelar muy brillantes en azul. Un objeto cercano, localizado al E, parece pertenecer al sistema al detectarse en H $\alpha$ .

# 6.18 Tol 1457-262

Tol 1457-262 (PGC 53598, ESO 513-IG11, AM 1457-261, IRAS 14575-2615) es una pareja de objetos muy cercanos con alta formación estelar (ver Figura 6.91). Su nombre deriva del cartografiado efectuado en la década de los setenta del siglo pasado desde el telescopio Curtis Schmidt de 61 cm emplazado en el observatorio de Cerro Tololo, Chile (Smith, Aguirre y Zemelman, 1976). La primera referencia a este objeto la encontramos en Campbell y Terlevich (1984), quienes estudian sus colores NIR. Arp y Madore (1987) la incluyeron en su *Catálogo de galaxias australes peculiares*. Espectroscópicamente fue estudiada por Winkler (1988), Terlevich et



FIGURA 6.92: Imagen profunda de la pareja de objetos que conforman Tol 1457-262 sumando las exposiciones en filtros U, B, V y R (2.56m NoT). A la izquierda se muestra el campo alrededor de las galaxias, saturando la imagen para detectar los objetos más debiles, siendo identificados los más importantes: #15 (con fuerte emisión en H $\alpha$ ), #16 (posiblemente asociada al sistema) y bg (una galaxia de fondo). También se señala una cola (tail) que surge hacia el sudeste del objeto principal. La imagen de la derecha muestra los dos objetos de la galaxia sin saturar, incluyéndose la posición de rendija empleada para espectroscopía, la localización de las tres zonas (A, B y C) analizadas espectroscópicamente y otras regiones (d, e, f y g) también analizadas.

al. (1991), Kewley et al. (2001), Westera et al. (2004) (quienes analizan la población vieja a partir de líneas de absorción y el continuo) y Buckalew et al. (2005). Schaerer et al. (1999) la incluyen en su catálogo de galaxias WR porque Contini (1996) detecta la línea ancha de HeII  $\lambda$ 4686 en la región más brillante del objeto occidental. Este rasgo es detectado también por Pindao (1999). Ambos autores detectan también rasgos WR en otra región del objeto, aunque mientras el primero informa de la existencia de la línea nebular de HeII  $\lambda$ 4686, el segundo notifica la detección del WR *bump*.

# 6.18.1 Resultados fotométricos

En la Figura 6.92 se muestra una imagen profunda del sistema combinando nuestras imágenes en filtros U, B, V y R. Localizado a 68.1 Mpc (ver Tabla 5.9), un segundo de arco equivale a 0.33 kpc. Se observan dos objetos cercanos (la mínima distancia entre ellos es de 12''=4 kpc), con forma elíptica, y cada uno conteniendo varias regiones brillantes. La notación empleada en la literatura es algo confusa: según



FIGURA 6.93: Mapas de contornos de Tol 1457-267 en imágenes H $\alpha$  (sustraido de continuo), B y J. El nivel más externo corresponde con  $3\sigma$  del brillo del cielo.

NED, por ejemplo, el objeto occidental está compuesto por Tol 1457-262a (zona superior) y Tol 1457-262b (zona inferior), mientras que en el objeto oriental se localizan Tol 1457-262c y Tol1457-262d. Otros autores utilizan otras designaciones, por lo que aquí propondremos una notación actualizada empleando nuestras nuevas imágenes profundas. El objeto 1 (oriental) se divide en las regiones A (la más brillante), B (11''=3.6 kpc hacia el sur de A) y C (a 4''=1.3 kpc al norte de A). Entre A y B se identifican varias subregiones (notadas conjuntamente como d). Por otro lado, el *objeto 2* (occidental) se subdivide en las zonas  $e, f \neq g$ . La imagen profunda mostrada en la Figura 6.92(izquierda) revela una cola de unos 8.5" (=2.8 kpc) que surge del sur del objeto 1 en dirección este. A aproximadamente 68" (=22.4 kpc) en dicha dirección localizamos un objeto aparentemente circular con un tamaño de 8" (=2.6 kpc), designado como #15 en la imagen. En primera instancia, podríamos pensar que se trata de una galaxia de fondo, pero nuestras imágenes en Hlpha revelan importante emisión nebular. Así, parece estar asociado al resto de objetos que definen Tol 1457-262. A 83" (=27.4 kpc) al sur encontramos el objeto #16, que parece apreciarse también en H $\alpha$ .

## Fotometría en filtros anchos

En la Tabla 6.43 recopilamos los resultados fotométricos en filtros anchos obtenidos al analizar nuestras imágenes. Para corregir por extinción, en la región A usamos el valor de  $C(H\beta)$  calculado a partir de nuestros datos espectroscópicos, pero para el resto de regiones supusimos el valor galáctico porque el determinado mediante espectroscopía era menor. Usando nuestros valores espectroscópicos también determinamos la corrección que habría que introducir por la emisión nebular del gas. La magnitud absoluta de los dos objetos ( $M_B = -19.73$  y -18.97) no permite clasificarlos como enanos (especialmente al *objeto 1*), pero sí lo serían los objetos #15 $(M_B = -16.48)$  y #16  $(M_B = -14.69)$ . Observamos que los colores, especialmente U-B, son azules para todos los objetos (excepto en A), aunque no tanto como en otras galaxias analizadas en esta tesis. Este efecto es más destacado en los colores obtenidos en NIR, similares, dentro de los errores. a los determinados por Campbell y Terlevich (1984). Además, la región analizada sin considerar regiones de formación estelar (designada como UC en la Tabla 6.43) también muestra colores rojos. El objeto #15, aún poseyendo una población considerable de estrellas jóvenes  $(U-B \sim -0.25)$  y emisión en H $\alpha$ , está practicamente dominado por una población

| Objeto    | E(B-V)     | $m_B$              | $M_B$               | U - B              | B - V             | V - R             | V - J             | J - H           | $H - K_s$         |
|-----------|------------|--------------------|---------------------|--------------------|-------------------|-------------------|-------------------|-----------------|-------------------|
| Obj $1^c$ | $0.16^{a}$ | $14.44 {\pm} 0.03$ | $-19.73 {\pm} 0.03$ | $-0.56{\pm}0.06$   | $0.23{\pm}0.06$   | $0.26{\pm}0.06$   | $0.60{\pm}0.10$   | $0.61{\pm}0.12$ | $0.32{\pm}0.12$   |
| $A^b$     | 0.57       | $14.47 {\pm} 0.03$ | $-19.70 {\pm} 0.03$ | $-0.80 {\pm} 0.06$ | $0.08{\pm}0.06$   | $0.11{\pm}0.06$   | $0.30{\pm}0.12$   | $0.38{\pm}0.12$ | $0.15 {\pm} 0.12$ |
| $B^{c}$   | $0.16^{a}$ | $16.31 {\pm} 0.03$ | $-17.86 {\pm} 0.03$ | $-0.63 {\pm} 0.06$ | $0.13{\pm}0.06$   | $0.16{\pm}0.06$   | $0.40{\pm}0.12$   | $0.35{\pm}0.12$ | $0.19 {\pm} 0.14$ |
| $C^{c}$   | $0.16^{a}$ | $17.63 {\pm} 0.03$ | $-16.54{\pm}0.03$   | $-0.58 {\pm} 0.06$ | $0.26{\pm}0.06$   | $0.21{\pm}0.06$   |                   |                 |                   |
| $d^c$     | $0.16^{a}$ | $17.21 \pm 0.03$   | $-16.96 {\pm} 0.03$ | $-0.49 {\pm} 0.06$ | $0.19{\pm}0.06$   | $0.11 {\pm} 0.06$ | $0.60{\pm}0.16$   |                 |                   |
| UC        | $0.16^{a}$ |                    |                     | $-0.30 {\pm} 0.14$ | $0.31{\pm}0.12$   | $0.32{\pm}0.08$   | $1.20{\pm}0.20$   |                 |                   |
| Obj $2^c$ | $0.16^{a}$ | $15.20 {\pm} 0.03$ | $-18.97 {\pm} 0.03$ | $-0.42 {\pm} 0.06$ | $0.34{\pm}0.06$   | $0.36{\pm}0.06$   | $0.90 {\pm} 0.10$ | $0.68{\pm}0.12$ | $0.37 {\pm} 0.14$ |
| $e^{c}$   | $0.16^{a}$ | $17.17 {\pm} 0.03$ | $-17.00 {\pm} 0.03$ | $-0.61 {\pm} 0.06$ | $0.27{\pm}0.06$   | $0.36{\pm}0.06$   | $1.10 {\pm} 0.20$ |                 |                   |
| $f^c$     | $0.16^{a}$ | $16.81 {\pm} 0.03$ | $-17.36 {\pm} 0.03$ | $-0.53 {\pm} 0.06$ | $0.37{\pm}0.06$   | $0.33 {\pm} 0.06$ | $1.30 {\pm} 0.20$ |                 |                   |
| $g^c$     | $0.16^{a}$ | $15.93 {\pm} 0.03$ | $-18.24 {\pm} 0.03$ | $-0.30 {\pm} 0.06$ | $0.44 {\pm} 0.06$ | $0.41 {\pm} 0.06$ | $1.20 {\pm} 0.20$ |                 |                   |
| UC        | $0.16^{a}$ |                    |                     | $-0.17 {\pm} 0.14$ | $0.45{\pm}0.12$   | $0.53 {\pm} 0.08$ | $1.30{\pm}0.20$   |                 |                   |
| #15       | $0.16^{a}$ | $17.69 {\pm} 0.04$ | $-16.48 {\pm} 0.04$ | $-0.25 {\pm} 0.10$ | $0.39{\pm}0.08$   | $0.39{\pm}0.06$   | $1.10{\pm}0.20$   |                 |                   |
| #16       | $0.16^{a}$ | $19.48 {\pm} 0.05$ | $-14.69 {\pm} 0.05$ | $-0.10 {\pm} 0.15$ | $0.45{\pm}0.10$   | $0.40{\pm}0.06$   |                   |                 |                   |
| bg        | $0.16^{a}$ | $21.28{\pm}0.06$   |                     | $0.12 {\pm} 0.15$  | $0.68{\pm}0.09$   | $0.55{\pm}0.08$   |                   |                 |                   |

TABLA 6.43: Resultados de la fotometría de Tol 1457-262. E(B - V) es el valor galáctico excepto para la zona A, donde se calculó usando nuestros valores espectroscópicos.

<sup>a</sup> Valor de la extinción Galáctica,  $E(B-V)_G = 0.16$  (Schlegel et al. 1998).

valor de la extinción Galactica,  $D(D - V)_G = 0.00$  (Genegel et al. 1980). <sup>6</sup> Colores corregidos por emisión del gas.  $\Delta(U - B)_e \sim 0.05$ ,  $\Delta(B - V)_e \sim -0.5$ ,  $\Delta(V - R)_e \sim 0.4$  y  $\Delta(V - J)_e \sim 0.7$ . <sup>c</sup> Colores corregidos por emisión del gas.  $\Delta(U - B)_e \sim 0.02$ ,  $\Delta(B - V)_e \sim -0.2$ ,  $\Delta(V - R)_e \sim 0.2$  y  $\Delta(V - J)_e \sim 0.3$ .

de estrellas viejas. Lo mismo ocurre en #16, aunque en este caso el dominio de la población vieja es más importante. Por comparación, se incluye la fotometría del objeto bg, que sí parece corresponder a una galaxia de fondo.

#### Fotometría en $\mathbf{H}\alpha$

Se observó Tol 1457-262 en filtros de H $\alpha$  y continuo adyacente con el telescopio 2.56m Not. El mapa de contornos de la imagen neta en H $\alpha$  (sustraída de continuo) se muestra en la Figura 6.93, donde se compara con los mapas de contornos en filtros anchos B y J. Observamos que ambos objetos tienen importante emisión nebular. En la Figura 6.94 (izquierda) se muestra un mapa detallado de ellos. Encontramos diversas regiones de formación estelar, que han sido designadas tal y como se indica en dicha figura. La región #6 corresponde a la región A en filtros anchos y espectroscopía, #3 corresponde a la región B y #7 a C. Las zonas #4 y #5 estarían incluidas en la región d analizada en filtros anchos. Se observa que las regiones dentro del *objeto 1* no están completamente alineadas sobre el eje principal, sino que conforman una estructura sinosuidal. Por otro lado, en el *objeto 2* se encuentran dos alineaciones: #9 (región e en filtros anchos), #10 (región f), #11 y #12 por un lado y #13 (subdividido en dos objetos) y #14 por otro<sup>16</sup>.

Además de en los dos objetos principales, encontramos importante emisión en  $H\alpha$  en #15 (ver Figura 6.94, derecha), lo que nos indica que se trata de un objeto a similar velocidad radial y posiblemente asociado físicamente con Tol 1457-262. Curiosamente, se encuentra prácticamente alineado con el eje principal del *objeto 2* y la cola óptica observada en el *objeto 1* parece apuntar hacia él (ver Figura 6.92).

 $<sup>^{16}</sup>$ Las zonas #11, #12, #13 y #14 constituyen la región g analizada en filtros anchos.



FIGURA 6.94: (Derecha) Mapa de emisión pura en H $\alpha$  de Tol 1457-262 y sus alrededores. Además de los dos objetos principales, destaca otra galaxia (#15) a 68" hacia el este con importante emisión. También parece tener emisión nebular el objeto #16, a 83". La etiqueta star señala la débil emisión de la estrella más brillante del campo al sustraer la imagen H $\alpha$ de la imagen de continuo adyacente. A la izquierda se muestra en detalle la emisión en H $\alpha$ de los dos objetos principales, identificando todas las regiones analizadas.

Además, creemos detectar emisión nebular en el objeto #16, algo más lejano (a 83") de Tol 1457-262. Pese a tener muy baja señal a ruido, consideramos que se trata de emisión real puesto que el campo estelar prácticamente ha desaparecido en nuestra imagen H $\alpha$  neta (comparar con Figura 6.92), quedando sólo un débil resto (con menos cuentas que las obtenidas en #16) de la estrella más brillante de la zona (señalada como *star* en la Figura 6.94 derecha).

Recopilamos en la Tabla 6.44 los resultados obtenidos de la fotometría en Hlphapara todos los objetos analizados. Se ha corregido tanto por extinción (siguiendo el mismo argumento que en los filtros anchos) como por contaminación por las líneas adyacentes de [N II] (casi despreciables en este objeto). El flujo integrado total para Tol 1457-262 (sin contar los objetos #15 y # 16) es  $f_{H\alpha} = (11.4 \pm 0.6) \times 10^{-13}$  $erg cm^{-2} s^{-1}$ , lo que supone un número de estrellas O7V equivalentes superior 465000 para contabilizar su luminosidad. La masa de H II es  $M_{\rm H\,II}$  =(41±2)×10<sup>6</sup>  $M_{\odot}$ , mientras que el ritmo de formación estelar (determinado según la relación de Kennicutt 1998) es  $SFR_{\rm H\alpha}$ =5.0±0.3  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup>. Existen medidas en continuo de radio (ver Tabla 5.11) y en FIR (ver Tabla 5.12), con los que podemos determinar adicionalmente el ritmo de formación estelar. Encontramos  $SFR_{\rm FIR}$ =3.7  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup>,  $SFR_{60\,\mu m}$ =3.4  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup> y  $SFR_{1.4\,GHz}$ =5.4  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup>, en buena concordancia con el resultado determinado usando nuestra imagen en H $\alpha$ . El flujo no térmico a 1.4 GHz es casi el 97% del total, como se espera en galaxias starbursts (Dopita et al. 2002). Además, las anchuras equivalentes determinadas son altas, proporcionando edades inferiores a 5 Ma para el último brote de formación estelar en las regiones más intensas, especialmente A. Estos números nos confirman el carácter starburst que está experimentando todo el sistema.

| Objeto   | Flujo $(10^{-13}$<br>erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup> )  | Luminosidad $(10^{40} \text{ erg s}^{-1})$  | $M_{\rm H  II}$<br>(10 <sup>6</sup> $M_{\odot}$ )  | $M_{\star}$<br>$(10^6 M_{\odot})$   | SFR<br>$(M_{\odot} \text{ yr}^{-1})$  | $W(H\alpha)$<br>(Å)   | Edad<br>(Myr)  |
|--|--|---|--|---|---|---|--|
| Tol 1457-262   | $11.4 \pm 0.6$   | $63.3 \pm 3.5$  | $9.4 \pm 0.5$  | $41~\pm~2$  | $5.0 \pm 0.3$   | $340\pm50$  | 5.3  |
| Obj 1<br>#1<br>#2<br>#3(B)<br>#4<br>#5<br>#6(A)<br>#7(C)           | $\begin{array}{c} 8.33 \pm 0.49 \\ 0.354 \pm 0.032 \\ 0.319 \pm 0.028 \\ 0.854 \pm 0.049 \\ 0.444 \pm 0.040 \\ 0.550 \pm 0.043 \\ 3.20 \pm 0.22 \\ 0.621 \pm 0.050 \\ 0.4050 $ | $\begin{array}{c} 46.2 \pm 2.7 \\ 1.97 \pm 0.18 \\ 1.77 \pm 0.16 \\ 4.74 \pm 0.27 \\ 2.47 \pm 0.22 \\ 3.05 \pm 0.24 \\ 17.8 \pm 1.2 \\ 3.45 \pm 0.28 \\ 2.92 \\ 1.02$ | $\begin{array}{c} 6.9 \pm 0.4 \\ 0.29 \pm 0.03 \\ 0.26 \pm 0.02 \\ 0.70 \pm 0.04 \\ 0.37 \pm 0.03 \\ 0.45 \pm 0.04 \\ 2.64 \pm 0.18 \\ 0.51 \pm 0.04 \\ 0.60 \pm 0.04 \end{array}$   | $\begin{array}{c} 23.4 \pm 1.4 \\ 2.09 \pm 0.19 \\ 1.59 \pm 0.14 \\ 2.60 \pm 0.15 \\ 1.82 \pm 0.16 \\ 1.57 \pm 0.12 \\ 8.1 \pm 0.6 \\ 1.71 \pm 0.14 \\ 2.614 \\ 0.$ | $\begin{array}{c} 3.7 \pm 0.2 \\ 0.156 \pm 0.014 \\ 0.141 \pm 0.012 \\ 0.38 \pm 0.02 \\ 0.196 \pm 0.018 \\ 0.242 \pm 0.019 \\ 1.4 \pm 0.1 \\ 0.27 \pm 0.02 \\ 0.021 \pm 0.021 \end{array}$                              | $\begin{array}{c} 430 \pm 40 \\ 190 \pm 30 \\ 230 \pm 40 \\ 410 \pm 40 \\ 290 \pm 40 \\ 440 \pm 50 \\ 630 \pm 50 \\ 320 \pm 40 \end{array}$                           | $\begin{array}{c} 4.9 \\ 5.8 \\ 5.4 \\ 5.0 \\ 5.2 \\ 4.9 \\ 4.6 \\ 5.1 \\ \end{array}$ |
| #0<br>Obj 2<br>#9<br>#10<br>#11<br>#12<br>#13<br>#14<br>#15<br>#16 | $\begin{array}{c} 3.10 \pm 0.133 \\ 3.10 \pm 0.14 \\ 0.623 \pm 0.036 \\ 0.833 \pm 0.024 \\ 0.339 \pm 0.024 \\ 0.495 \pm 0.038 \\ 0.244 \pm 0.022 \\ 0.204 \pm 0.014 \\ 0.085 \pm 0.007 \\ 0.006 \pm 0.002 \end{array}$   | $\begin{array}{c} 1.03 \pm 0.22 \\ 17.21 \pm 0.78 \\ 3.46 \pm 0.20 \\ 4.62 \pm 0.23 \\ 1.88 \pm 0.13 \\ 2.75 \pm 0.12 \\ 1.13 \pm 0.078 \\ 0.474 \pm 0.039 \\ 0.036 \pm 0.010 \end{array}$  | $\begin{array}{c} 0.40 \pm 0.03\\ 2.56 \pm 0.12\\ 0.51 \pm 0.03\\ 0.69 \pm 0.03\\ 0.28 \pm 0.02\\ 0.41 \pm 0.02\\ 0.168 \pm 0.012\\ 0.070 \pm 0.006\\ 0.005 \pm 0.002\\ \end{array}$ | $\begin{array}{c} 14.4 \pm 0.13 \\ 14.4 \pm 0.7 \\ 3.8 \pm 0.2 \\ 4.2 \pm 0.2 \\ 2.60 \pm 0.18 \\ 2.16 \pm 0.17 \\ 1.76 \pm 0.16 \\ 1.32 \pm 0.09 \\ 0.80 \pm 0.07 \\ 0.10 \pm 0.03 \end{array}$  | $\begin{array}{c} 0.212 \pm 0.017 \\ 1.37 \pm 0.06 \\ 0.275 \pm 0.016 \\ 0.367 \pm 0.019 \\ 0.149 \pm 0.011 \\ 0.118 \pm 0.017 \\ 0.108 \pm 0.010 \\ 0.090 \pm 0.006 \\ 0.038 \pm 0.003 \\ 0.003 \pm 0.001 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 250 \pm 40 \\ 250 \pm 30 \\ 180 \pm 30 \\ 230 \pm 40 \\ 140 \pm 30 \\ 270 \pm 40 \\ 150 \pm 30 \\ 170 \pm 30 \\ 90 \pm 20 \\ 60 \pm 30 \end{array}$ | $5.4 \\ 5.2 \\ 5.7 \\ 5.4 \\ 6.0 \\ 5.2 \\ 6.0 \\ 5.8 \\ 6.4 \\ 7.0 $                  |

TABLA 6.44: Resultados de la fotometría en H $\alpha$  de Tol 1457-262 . El flujo mostrado está corregido tanto por contaminación por las líneas de [N II] como por extinción.

## 6.18.2 Resultados espectroscópicos

En la Figura 6.95 se muestran los espectros unidimensionales conseguidos de las regiones A, B y C de Tol 1457-262 a partir del espectro bidimensional obtenido en 2.56m NOT usando la cámara ALFOSC. La rendija se posicionó de manera que cortara el eje principal del *objeto 1* (ver Figura 6.92), con un AP de 155°, atravesando las regiones anteriormente citadas. La rendija también pasaba por la región *d*, pero esta zona no fue analizada espectroscópicamente por su baja relación señal-a-ruido. En la Tabla 6.45 se recopilan los flujos, corregidos por enrojecimiento, de las líneas detectadas, así como otras propiedades importantes. Apenas observamos absorción en las líneas de HI y HeI, indicando el dominio de la emisión nebular sobre las población estelar evolucionada en estas regiones. En la zona A detectamos la línea también parece detectarse en la región B. Como comentamos en §5.3.1, la red *grism* #14 es poco eficiente para  $\lambda \leq 4000$  Å, por lo que nuestro continuo nebular se ve algo afectado en esta zona (ver Figura 6.95).

#### Condiciones físicas del gas ionizado

La detección de las líneas de  $[O III] \lambda 4363$  y  $[O II] \lambda \lambda 7318,7330$  nos ha permitido determinar de forma directa en las regiones A, B y C tanto la temperatura de alta ionización como la de baja ionización. Los valores de  $T_e(O II)$  y  $T_e(O III)$  obtenidos se tabulan en la Tabla 6.46 y concuerdan bien con la relación empírica de Garnett (1992). Observamos que la región B tiene una temperatura mayor,  $T_e(O III) \sim 14600$  K, que las zonas A y C,  $T_e(O III) \sim 12000$  K, aunque el grado de ionización sea similar, indicando diferencias de metalicidad. La densidad electrónica, también tabulada en



FIGURA 6.95: Espectros obtenidos con el telescopio 2.56m NOT de las regiones analizadas en Tol 1457-262, indicando las líneas más importantes. No están corregidos por enrojecimiento.

la Tabla 6.46, se calculó usando las líneas de [S II]  $\lambda\lambda$ 6716,6731, siendo de ~200 cm<sup>-3</sup> para las zonas A y C. El coeficiente de enrojecimiento obtenido proporcionaba valores muy dispares: mientras en la región A era determinado sin problemas usando 5 parejas de líneas de Balmer de HI (H $\alpha$ /H $\beta$ , H $\gamma$ /H $\beta$ , H $\delta$ /H $\beta$ , H $\epsilon$ /H $\beta$  y H9/H $\beta$ ), obteniéndose un elevado valor [ $C(H\beta)$ =0.83±0.03], para la región B se obtenían valores negativos. Este hecho no parece atribuirse a una mala calibración en flujo, puesto que las otras dos regiones adyacentes A y C no tienen dicho problema, habiendo sido analizadas de forma similar y probado con extracciones de varias aperturas. Así, supusimos  $C(H\beta)$ ~0 en esta región<sup>17</sup> y escalamos el rango rojo y el azul usando el coeficiente teórico entre H $\alpha$  y H $\beta$  para la  $T_e$  determinada en esta región. Comparando nuestros datos con los diagramas de diagnóstico de Dopita et al. (2000) y Kewley et al. (2001) (ver §2.2.7) se encuentra que pueden clasificarse como *starbursts*.

<sup>&</sup>lt;sup>17</sup>No obstante, el valor Galáctico es  $C(H\beta)=0.23\pm0.02$  según las medidas proporcionadas por Schlegel et al. (1998) y usando el formalismo descrito en §3.10.

| $\lambda_0$                        | $f(\lambda)$ | Tol 1457-262A                      | Tol 1457-262B                     | Tol 1457-262C                   | ESO 566-8                      | ESO 566-7                      |
|------------------------------------|--------------|------------------------------------|-----------------------------------|---------------------------------|--------------------------------|--------------------------------|
| 3728.00 [O II]                     | 0.256        | $224\pm17$                         | $226 \pm 19$                      | $302 \pm 29$                    | $256 \pm 18$                   | $280{\pm}51$                   |
| 3797.90 H I<br>2025 20 H I         | 0.244        | $4.40\pm0.81$                      | 11 0 0 1                          |                                 | 60112                          |                                |
| 2868 75 [No 111]                   | 0.237        | 4.29±0.79<br>20.4±8.0              | $11.0\pm 2.1$<br>$27.1\pm 0.1$    | <br>22⊥11                       | $0.0\pm1.3$                    |                                |
| 2000.75 [Ne 111]                   | 0.230        | $30.4\pm0.9$                       | $27.1 \pm 9.1$<br>$97.2 \pm 5.6$  | 20±11                           | 4.77:                          |                                |
| 3889.05 H I                        | 0.226        | $12.0\pm3.0$                       | $27.3 \pm 3.0$                    | $23.1\pm 0.0$                   | $10.2\pm2.9$                   |                                |
| 3967.46 [NeIII]H7                  | 0.210        | $21.9\pm1.8$                       | $25.3 \pm 3.5$                    | $23.3 \pm 4.5$                  | $14.8\pm2.1$                   |                                |
| 4008.00 [5 11]                     | 0.189        |                                    | 21.0   4.0                        | 070150                          | 1.36:                          |                                |
| 4101.74 H I<br>4042.07 [D] H]      | 0.182        | $26.0\pm2.3$                       | $31.0 \pm 4.0$                    | $27.0\pm 5.0$                   | $25.9\pm3.0$                   |                                |
| 4243.97 [Fe 11]<br>4240.47 II I    | 0.149        | 46 7 9 9                           | E0 9   E 6                        | 49767                           | 1.12:                          | 46   10                        |
| 4340.47 H I<br>4262 21 [O III]     | 0.127        | $40.7 \pm 2.8$                     | $0.07 \pm 2.02$                   | 40.7±0.7                        | $40.7 \pm 4.2$                 | $40 \pm 10$                    |
| 4303.21 [O III]<br>4471 48 He I    | 0.121        | $0.08 \pm 0.77$                    | $9.97 \pm 3.02$<br>$4.2 \pm 1.0$  | 4.9:<br>4 0±1 5                 | 5 0±1 4                        |                                |
| 4471.46 He I<br>4659 10 [E- III]   | 0.095        | 4.10±0.00                          | $4.3\pm1.0$<br>1 19 $\pm 0.42$    | $4.9 \pm 1.0$                   | $5.0\pm1.4$                    |                                |
| 4058.10 [Fe 111]                   | 0.050        | 0.60:                              | $1.12\pm0.43$<br>$2.72\pm0.06$    |                                 | 1.09:                          |                                |
| 4080.00 He II<br>4711 27 [A . IV]  | 0.043        | 1.26:                              | 2.75±0.90                         |                                 | 1.94±0.75                      |                                |
| 4/11.3/ [AF IV]                    | 0.037        | 100 0 1 5 5                        | 100 0   0 0                       | 100   10                        | 1.20:                          | 100   16                       |
| 4001.33 H I<br>4059.01 [O III]     | 0.000        | $100.0\pm 0.0$                     | $100.0\pm9.0$                     | $100\pm10$<br>162 \ 11          | $100.0 \pm 7.1$                | 250 54                         |
| 4958.91 [O III]                    | -0.024       | 203±10<br>560±27                   | 202±12<br>562±22                  | 103_11                          | $30.9 \pm 4.3$                 | $25.9\pm 5.4$<br>$75\pm 11$    |
| 5000.84 [O 111]                    | -0.030       | $500\pm 27$                        | 002±33                            | $440\pm 26$                     | 204±12                         | 75±11                          |
| 5041.05 51 11<br>EOEE 08 5: 11     | -0.044       |                                    |                                   |                                 | 0.48:                          |                                |
| 5055.98 51 11<br>F107 00 [N I]     | -0.048       |                                    |                                   |                                 | 0.33:                          |                                |
| 5197.90 [N 1]<br>5270.40 [Eo III]  | -0.082       |                                    |                                   |                                 | 2.90±0.79                      |                                |
| 5270.40 [Fe III]<br>5754 64 [N II] | -0.100       |                                    |                                   |                                 | 1.02±0.20                      |                                |
| 5754.04 [IN 11]                    | -0.194       | 106108                             | 11 2 9 5                          | 124 0 4                         | 14944                          | 16.95.                         |
| 6200 20 [O I]                      | -0.213       | $12.0 \pm 2.0$<br>$2.8 \pm 0.22$   | $11.3 \pm 2.3$<br>$2.22 \pm 0.61$ | $13.4 \pm 2.4$<br>$4.0 \pm 1.1$ | $14.0 \pm 4.4$                 | 10.25.                         |
| 6212 10 [S III]                    | -0.282       | $2.88 \pm 0.33$<br>1 24 $\pm 0.24$ | $2.23\pm0.01$<br>1.76 $\pm0.56$   | 4.0 1.1                         | 4.45±0.54                      | 4.42.                          |
| 6262 78 [O I]                      | -0.283       | $1.34\pm0.24$<br>0.05 $\pm0.22$    | 1.70±0.50                         | 1 00.                           | $1.64\pm0.23$                  | 2 15.                          |
| 6549 02 [N II]                     | -0.291       | $0.93\pm0.23$<br>2 12 $\pm0.25$    | $1.62 \pm 0.61$                   | 1.00.<br>2 0⊥1 2                | $1.04\pm0.32$                  | $40.2\pm7.2$                   |
| 6562 82 H I                        | -0.318       | $3.13\pm0.33$<br>$285\pm15$        | $1.03\pm0.01$<br>$286\pm17$       | $3.0\pm1.3$<br>$270\pm1.9$      | $42.4 \pm 3.2$<br>$286 \pm 17$ | $40.3 \pm 1.2$<br>$287 \pm 25$ |
| 6592.41 [N II]                     | -0.320       | $265\pm15$<br>0 22±0 70            | 200⊥17<br>5 1⊥1 1                 | $279 \pm 10$<br>10 4 $\pm 2.2$  | $200\pm17$<br>118 2 $\pm7.7$   | $207\pm35$<br>$121\pm15$       |
| 6679 15 Ho I                       | -0.323       | $9.32\pm0.70$<br>2.51 $\pm0.42$    | $3.1 \pm 1.1$<br>$2.26 \pm 0.04$  | $10.4 \pm 2.2$<br>$2.6 \pm 1.2$ | 5 02±0 00                      | 121 ± 15                       |
| 6716 47 [S II]                     | -0.330       | $171 \pm 10.42$                    | $17.6\pm 2.3$                     | $3.0\pm1.3$<br>26 3 $\pm3.3$    | $367\pm97$                     | 80+12                          |
| 6730.85 [S II]                     | 0.344        | $13.81\pm0.87$                     | $13.3\pm1.0$                      | $20.3\pm 3.3$<br>21.2 $\pm 2.7$ | $32.0\pm2.1$                   | 66±10                          |
| 7065 28 Ho I                       | 0.387        | $3.61\pm0.07$                      | $31 \pm 1.0$                      | 21.2 2.7                        | $347\pm0.82$                   | 00110                          |
| 7135 78 [Ar III]                   | -0.396       | $1239\pm0.86$                      | $11.6\pm1.7$                      | 12.0+2.5                        | $77\pm16$                      | 14.9                           |
| 7155 14 [Fe II]                    | -0.399       | 0.38                               | 11.0±1.1                          | 12.012.0                        | 1.1 ± 1.0                      | 14.0.                          |
| 7281 35 He I                       | -0.414       | $0.83\pm0.21$                      |                                   |                                 |                                |                                |
| 7318 39 [O II]                     | -0.414       | $3.39\pm0.29$                      | $3.26\pm0.75$                     | 4 7+1 3                         | $2.98\pm0.67$                  |                                |
| 7329 66 [O II]                     | -0.420       | $2.15\pm0.23$                      | $3.14\pm0.79$                     | $3.4\pm1.3$                     | $2.35\pm0.60$                  |                                |
| 7751 10 [Ar III]                   | -0.467       | $2.10\pm0.21$<br>$2.64\pm0.33$     | 2.80                              | 0.411.0                         | $1.93\pm0.52$                  |                                |
|                                    | 0.101        | 210120100                          | 2.001                             |                                 | 1001012                        |                                |
| Tamaño (arcsec)                    |              | $3.8 \times 1$                     | $1.5 \times 1$                    | $2.25 \times 1$                 | $3.2 \times 1$                 | $3.0 \times 1$                 |
| Distancia (arcsec) <sup>b</sup>    |              |                                    | 9.7                               | 5.5                             | _                              | 49.7                           |
| $F(H\beta)^a$                      |              | 222 + 8                            | $47.7 \pm 2.3$                    | $33.6 \pm 1.7$                  | $111 \pm 5$                    | $10.2 \pm 0.8$                 |
| $C(H\beta)$                        |              | $0.77 \pm 0.03$                    | $0.00 \pm 0.05$                   | $0.15 \pm 0.02$                 | $0.49 \pm 0.03$                | $0.23 \pm 0.05$                |
| $W_{-h-}(Å)$                       |              | $1.7 \pm 0.2$                      | $0.0 \pm 0.1$                     | $0.7 \pm 0.1$                   | $0.3 \pm 0.1$                  | $2.7 \pm 0.2$                  |
| ·· uus (/                          |              |                                    | 0.0 ± 0.1                         | 0.1 ± 0.1                       | <u>1</u> 0.1                   | 0.2                            |
| $-W(H\alpha)$ (A)                  |              | $603 \pm 32$                       | $390 \pm 28$                      | $342 \pm 23$                    | $472 \pm 29$                   | $79 \pm 10$                    |
| $-W(H\beta)(A)$                    |              | $101 \pm 6$                        | $82 \pm 7$                        | $92 \pm 9$                      | $95 \pm 7$                     | $13 \pm 2$                     |
| -W([O III]) 5007 (A)               |              | $560 \pm 27$                       | $430 \pm 25$                      | $411 \pm 26$                    | $197 \pm 12$                   | $10 \pm 3$                     |

TABLA 6.45: Cocientes de líneas de emisión con respecto a  $I(H\beta)=100$  y corregidas por enrojecimiento de los objetos analizados en Tol 1457-262 (regiones A, B y C) y Arp 252 (galaxia A, ESO 566-8, y galaxia B, ESO 566-7).

 $^a$  Flujo observado (no corregido por extinción), en unidades de  $10^{-15}~{\rm erg~s^{-1}~cm^{-2}}.$ 

<sup>b</sup> Distancia relativa con respecto al objeto principal.

# Abundancias químicas

Las abundancias químicas calculadas para los objetos analizados en Tol 1457-262 se recopilan en la Tabla 6.46. La abundancia de oxígeno del objeto principal A es  $12+\log(O/H)=8.22\pm0.08$ , similar a la determinada en la región adyacente C,  $12+\log(O/H)\sim8.25$ , pero superior a la calculada en el objeto B,  $12+\log(O/H)=7.97$ 

TABLA 6.46: Abundancias químicas de los objetos analizados en Tol 1457-262 y Arp 252 (galaxia A, ESO 566-8, y galaxia B, ESO 566-7).

| Objecto  | Tol 1457-262A  | Tol 1457-262B  | Tol 1457-262C  | ESO 566-8   | ESO 566-7 $^a$  |
|--|--|--|--|---|---|
| $ \begin{array}{c} T_e({\rm O~III})~({\rm K})\\ T_e({\rm O~II})~({\rm K})\\ N_e~({\rm cm}^{-3}) \end{array} $  | $\begin{array}{c} 12200 \pm 700 \\ 11200 \pm 600 \\ 200 \pm 80 \end{array}$                      | $\begin{array}{r} 14600 \pm 1000 \\ 13900 \pm 800 \\ < 100 \end{array}$                          | $\begin{array}{c} 11900 \pm 1400 \\ 11000 \pm 1200 \\ 200 \pm 100 \end{array}$                           | $8700 \pm 900 \\ 9100 \pm 800 \\ 300 \pm 100$   | $\begin{array}{r} 7900 \pm 1000 \\ 8500 \pm 900 \\ 100 \pm 150 \end{array}$                       |
| $12 + \log(O^+/H^+)$<br>$12 + \log(O^{++}/H^+)$<br>$12 + \log(O/H)$  | $\begin{array}{c} 7.77 \pm 0.11 \\ 8.03 \pm 0.06 \\ 8.22 \pm 0.08^c \end{array}$                 | $\begin{array}{l} 7.43  \pm  0.09 \\ 7.82  \pm  0.07 \\ 7.97  \pm  0.07 \end{array}$             | $\begin{array}{l} 7.93 \pm 0.17 \\ 7.97 \pm 0.12 \\ 8.25 \pm 0.14 \end{array}$                           | $\begin{array}{c} 8.23 \pm 0.14 \\ 8.04 \pm 0.12 \\ 8.46 \pm 0.13^c \end{array}$                  | $\begin{array}{l} 8.39 \pm 0.23 \\ 7.82 \pm 0.20 \\ 8.50 \pm 0.22 \end{array}$                    |
| $\begin{array}{c} \log({\rm O}^{++}/{\rm O}^{+}) \\ 12 + \log({\rm N}^{+}/{\rm H}^{+}) \\ 12 + \log({\rm N}/{\rm H}) \\ \log({\rm N}/{\rm O}) \end{array}$           | $\begin{array}{c} 0.26 \pm 0.13 \\ 6.14 \pm 0.06 \\ 6.59 \pm 0.10 \\ -1.64 \pm 0.12 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 0.39 \pm 0.11 \\ 5.65 \pm 0.10 \\ 6.19 \pm 0.12 \\ -1.78 \pm 0.14 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 0.03  \pm  0.25 \\ 6.22  \pm  0.13 \\ 6.54  \pm  0.16 \\ -1.72  \pm  0.20 \end{array}$ | $\begin{array}{c} -0.19 \pm 0.22 \\ 7.49 \pm 0.07 \\ 7.71 \pm 0.10 \\ -0.76 \pm 0.16 \end{array}$ | $\begin{array}{c} -0.57 \pm 0.28 \\ 7.57 \pm 0.12 \\ 7.67 \pm 0.14 \\ -0.82 \pm 0.25 \end{array}$ |
| $\begin{array}{c} 12 + \log(S^+/H^+) \\ 12 + \log(S^{++}/H^+) \\ 12 + \log(S/H) \\ \log(S/O) \end{array}$  | $\begin{array}{c} 5.75 \pm 0.05 \\ 6.16 \pm 0.15 \\ 6.35 \pm 0.12 \\ -1.88 \pm 0.18 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 5.55 \pm 0.06 \\ 6.01 \pm 0.19 \\ 6.20 \pm 0.16 \\ -1.77 \pm 0.21 \end{array}$ | $5.95 \pm 0.09$<br>  | 6.32 ± 0.08<br><br>   | 6.74 ± 0.14<br><br>   |
| $12+\log(\mathrm{Ne^{++}/H^{+}})$<br>$12+\log(\mathrm{Ne/H})$<br>$\log(\mathrm{Ne/O})$   | $\begin{array}{c} 7.18 \pm 0.16 \\ 7.37 \pm 0.16 \\ -0.85 \pm 0.21 \end{array}$                  | $\begin{array}{c} 6.92  \pm  0.21 \\ 7.07  \pm  0.21 \\ -0.90  \pm  0.26 \end{array}$            | $\begin{array}{c} 7.15  \pm  0.30 \\ 7.44  \pm  0.30 \\ -0.81  \pm  0.38 \end{array}$                    | $\begin{array}{c} 7.61 \pm 0.22 \\ 8.04 \pm 0.22 \\ -0.42 \pm 0.31 \end{array}$                   | <br>  |
| $\begin{array}{c} 12 + \log({\rm Ar}^{+2}/{\rm H}^{+}) \\ 12 + \log({\rm Ar}^{+3}/{\rm H}^{+}) \\ 12 + \log({\rm Ar}/{\rm H}) \\ \log({\rm Ar}/{\rm O}) \end{array}$ | $5.84 \pm 0.08 \\ \\ 5.67 \pm 0.08 \\ -2.56 \pm 0.15$  | $5.69 \pm 0.16$<br><br>$5.49 \pm 0.16$<br>$-2.48 \pm 0.21$                                       | $\begin{array}{c} 5.87 \pm 0.17 \\ \\ 5.71 \pm 0.17 \\ -2.54 \pm 0.27 \end{array}$                       | $\begin{array}{c} 6.01 \pm 0.17 \\ 5.48 \pm 0.30 \\ 6.30 \pm 0.20 \\ -2.17 \pm 0.29 \end{array}$  | $\begin{array}{c} 6.41 \pm 0.25 \\ \dots \\ 6.00 \pm 0.25 \\ -2.49 \pm 0.39 \end{array}$          |
| $12+\log(\text{Fe}^{++}/\text{H}^{+})$<br>$12+\log(\text{Fe}/\text{H})$<br>$\log(\text{Fe}/\text{O})$<br>$12+\log(\text{He}^{+}/\text{H}^{+})$                       | 5.43:<br>5.81:<br>-2.41:<br>$10.99 \pm 0.06$   | $5.32 \pm 0.19 \\ 5.78 \pm 0.19 \\ -2.19 \pm 0.22 \\ 10.95 \pm 0.10$                             | <br><br>10 99 + 0 08   | 5.80:<br>6.00:<br>-2.46:<br>$11.09 \pm 0.07$  | <br><br>11.06:  |
| [O/H] <sup>b</sup>   | $-0.44 \pm 0.13$   | $-0.69 \pm 0.12$   | $-0.41 \pm 0.19$   | $-0.20 \pm 0.18$  | -0.16   |

 $^a\mathrm{Temperaturas}$  electrónicas estimadas a partir de relaciones empíricas.

<sup>b</sup>[O/H]=(O/H)-(O/H)<sub> $\odot$ </sub>, usando (O/H)<sub> $\odot$ </sub> = 8.66 ± 0.05 (Asplund et al. 2004). <sup>c</sup>Considerando la existencia de O<sup>+3</sup> por la presencia de la línea He II  $\lambda$ 4686, este valor sería ~0.01 dex mayor.

 $\pm 0.07$ . Este hecho podría sugerir que A y B han experimentado distinta evolución química. No obstante, el resto de abundancias son relativamente similares en todas las regiones, sólo ligeramente superiores en A y C, aunque sus errores son altos dado la debilidad de algunas líneas. Son especialmente débiles las líneas de [N II], obteniéndose  $\log(N/O) \sim -1.64$  y  $\sim -1.78$  para A y B respectivamente, tanto que las abundancias de oxígeno empíricas calculadas usando las calibraciones de Denicoló et al. (2002) y Pagel y Pettini (2004) proporcionan valores inferiores al valor de la abundancia de oxígeno, 12+log(O/H)~8.04, 7.91 y 8.08 para A, B y C (promediando las dos calibraciones), cuando normalmente sucede lo contrario. Las medidas proporcionadas por Masegosa et al. (1994) en la región A son  $12 + \log(O/H) \sim 8.23$ y  $\log(N/O) \sim -1.51$ , en concordancia con nuestras estimaciones en este objeto.

# Cinemática

Construimos un diagrama posición-velocidad analizando el perfil de la línea de H $\alpha$  a lo largo de nuestra rendija, extrayéndose zonas de 5 píxeles (=0.95"). El resultado



FIGURA 6.96: (*Izquierda*) Diagrama posición-velocidad para la posición de rendija observada en Tol 1457-262. A su derecha se muestra la intensidad relativa de la línea de H $\alpha$  en la dirección espacial. Las ordenadas crecen hacia el NO. (*Derecha*) Espectro de H I en dirección a Tol 1457-262 obtenido con el cartografiado HIPASS. Cortesía de Bërbel Koribalski (ATNF).

se muestra en la Figura 6.96, donde también se ha incluido el perfil de brillo espacial de la emisión en H $\alpha$ . Se ha tomado el centro de la región A (el punto más brillante en H $\alpha$ ) como referencia. Aunque se observa un claro gradiente entre la zona norte (con velocidad  $v \sim -120 \text{ km s}^{-1}$ ) y sur ( $v \sim 190 \text{ km s}^{-1}$ ) de la galaxia, notamos varios reversos de velocidad justo entre las regiones A y C, A y d y sobre la región B, el más intenso pues presenta una variación superior a 100 km s<sup>-1</sup>. Este hecho indica que la cinemática de las distintas zonas de formación estelar de Tol 1457-262 está desacoplada entre sí. El rápido aumento de velocidad desde B hasta el extremo austral de la galaxia podría deberse también al efecto de la cola que detectamos en filtros ópticos (ver Figura 6.92) justo sobre esta región.

Asumiendo que el patrón cinemático general encontrado en este objeto es consecuencia de la rotación, tomando como valores medios  $r \sim 15'' = 4.95$  kpc,  $\Delta v \sim 60$ km s<sup>-1</sup>y una inclinación de  $i \sim 55^{\circ}$  (determinado a partir de nuestras imágenes), estimamos una masa Kepleriana de  $M_{
m Kep}{\sim}6.2{ imes}10^9~M_{\odot}$  y un cociente masa-luminosidad de  $M_{\text{Kep}}/L_B \sim 0.52$ . El cartografiado HIPASS (HI Parkes All-Sky Survey) incorpora medidas en estas frecuencias de la región en la que se encuentra Tol 1457-262a. Koribalski (2006, comunicación privada) nos proporcionó el espectro de este objeto, que mostramos en la Figura 6.96, y su análisis, obteniéndose  $f_{\rm H\,I}$ =4.3 Jy km s<sup>-1</sup>,  $W_{\rm H\,I}$ =176 km s<sup>-1</sup>(ver Tabla 5.11), coincidiendo la velocidad del máximo de emisión  $(v_{\rm H\,I}=5191~{\rm km\,s^{-1}})$  con la encontrada en óptico con nuestro espectro  $(v_{opt}=5156$  $km s^{-1}$ , ver Tabla 5.9). Con estos números, determinamos una masa de gas neutro de  $M_{\rm H\,I}$ =4.7×10<sup>9</sup>  $M_{\odot}$ , que corresponde no sólo al *objeto 1*, sistema analizado aquí espectroscópicamente, sino al resto de objetos que componen Tol 1457-262. Así, para calcular la masa dinámica no podemos usar sólo el radio del objeto 1, sino un número mayor incluyendo al menos el objeto 2. Dado al desconocimiento de este valor, del grado de inclinación de la nube de  $H_{I}$  y al hecho de que posiblemente cada objecto tenga su propia dinámica, optamos por no calcular este valor. Sí conocemos la luminosidad total del sistema,  $L_B$ =1.87×10<sup>10</sup>  $L_{\odot}$ , por lo que el cociente masa de



FIGURA 6.97: Diagramas color-color mostrando la comparación de los modelos teóricos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999; línea continua azul) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997; línea discontinua roja) con los colores observados en los objetos de Tol 1457-262. Los símbolos representan a los *objetos 1 y 2* en su conjunto (triángulo y círculo, respectivamente), a regiones dentro del *objeto 1* (estrellas), regiones dentro del *objeto 2* (cruces), y las componentes de baja luminosidad (cuadrados). Las regioes #14 y #15 se indican con un círculo estrellado. También se incluyen algunas edades (en Ma) para los modelos de STARBURST 99.

hidrógeno neutro-luminosidad es  $M_{\rm H\,I}/L_B \sim 0.25$ . Este número es relativamente alto, sugiriendo la importancia del gas atómico en Tol 1457-262. El tiempo de escala de depleción del gas es ligeramente superior a 1.2 Ga.

## 6.18.3 Edades de las poblaciones estelares

En la Figura 6.97 comparamos los colores obtenidos en nuestro análisis de Tol 1457-262, corregidos tanto por extinción como por emisión nebular, con los modelos teóricos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997) para brotes instantáneos con IMF de Salpeter y  $Z/Z_{\odot}=0.2$ . La región A alberga el brote más reciente de formación estelar, con edad inferior a 5 Ma, en concordancia a la estimación conseguida usando la anchura equivalente de H $\alpha$ . Observamos, no obstante, cierto desplazamiento entre los datos observacionales y los modelos para casi todos los puntos, sugiriendo la presencia de una componente subyacente evolucionada que contribuye sustancialmente a la luminosidad en todos los filtros (excepto U). Esto se aprecia especialmente en la comparación del color U-B frente al V-R, además de en los colores NIR, algo ya señalado por Campbell y Terlevich (1984). Precisamente, esta componente vieja parece ser menos importante en los objetos más brillantes, esto es, las regiones que están experimentando el *starburst* más reciente, cuya edad está entre 5 y 10 Myr. Esta estimación es ligeramente superior a la obtenida con  $W(H\alpha)$  (ver Tabla 6.44), lo que también confirma la existencia de población vieja en esas regiones, aunque en nuestros espectros apenas es observada. Las zonas libres de formación estelar parecen mostrar edades mayores de 500 Ma.

# 6.18.4 Conclusiones

Tol 1457-262 es un sistema compuesto por dos objetos cercanos que están experimentando una intensa formación estelar. No obstante, la emisión nebular se detecta no sólo en ellos sino en una galaxia cercana (objeto #15) e incluso en otro débil objeto más lejano (#16). Nuestras imágenes ópticas profundas en banda ancha revelan una débil cola que surge del objeto principal en dirección a #15. Por otro lado, encontramos diferencias significativas entre las abundancias químicas de las dos regiones más importantes del objeto principal, teniendo abundancias de oxígeno  $12 + \log(O/H) = 8.22 \pm 0.08$  la zona más brillante y sólo  $12 + \log(O/H) = 7.97 \pm 0.07$  la otra. Este hecho, unido a la peculiar cinemática encontrada en el objeto principal, sugiere que estamos antes un claro fenómeno de interacción entre varios objetos (al menos A y B), quizás en los primeros momentos de una futura fusión. Esta hipótesis también explicaría la fuerte formación estelar, con  $SFR_{H\alpha}$ =3.7±0.2  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup>, encontrada en el objeto 1. De esta manera, Tol 1457-262 parecería formar parte de un pequeño grupo de galaxias que se encuentran en clara interacción<sup>18</sup>, al menos tendríamos los *objetos 1* y 2 y la galaxia enana #15. Este número podría incrementarse si realmente #16 pertenece al conjunto. Un mapa con interferómetro radio sería vital para confirmar estas ideas.

 $<sup>^{18}</sup>$  Analizaremos dos grupos de galaxias en interacción, HCG 31 y Mkn 1087, en el Capítulo 8.

# 6.19 Arp 252

La galaxia Arp 252 (SGC 0942-195) es un curioso objeto introducido en el Atlas de Galaxias Peculiares de Arp (1966) y analizado en el Catálogo Morfológico de Galaxias de Vorontsov-Velyaminov y Arkhipova (1968), quienes la describen como un sistema de dos galaxias separadas unos 55" claramente interactuantes, con una larga cola hacia el sur (ver Figura 6.98). En realidad, se tratan de los objetos ESO 566-7 (galaxia inferior, también denominada como PCG 27928, MCG-03-25-019a, CAM 0942-1929a) y ESO 566-8 (galaxia superior, PCG 27929, MCG-03-25-019b, IRAS 09426-1928). Los colores de las colas de marea fueron analizados por Schombert, Wallin y Struck-Marcell (1990), Griffith et al. (1994) proporcionan datos de radio usando la antena de 64 metros de PARKES (Australia) a 4850 MHz ( $f_{4850 \text{ MHz}}$ =73 $\pm$ 11 mJy), mientras que sus propiedades espectroscópicas fueron analizadas por Peña, Ruiz y Maza (1991) y por Masegosa, Moles y del Olmo (1991). Estos autores detectan el WR bump azul<sup>19</sup> en ESO 566-7, rasgo confirmado por Pindao (1999), por lo que la galaxia es incluida como WR en el último catálogo de Schaerer et al. (1999). Por otro lado, Contini (1996) informa de la detección de la línea nebular de He II  $\lambda$ 4686 en ESO 566-8, por lo que Schaerer et al. (1999) la incorpora al listado de galaxias sospechosas de ser WR.

## 6.19.1 Resultados fotométricos

Arp 252 se encuentra a una distancia de 129.8 Mpc (ver Tabla 5.9); a esa distancia un segundo de arco equivalen a 630 pc. En la Figura 6.99 mostramos una imagen profunda de la misma obtenida al combinar todas las imágenes disponibles en filtros ópticos anchos. Se aprecian perfectamente los dos cuerpos principales del sistema, separados 50" (=31.5 kpc) y designados aquí como A (ESO 566-8, el más brillante) y B (ESO 566-7). Desde ellos se desarrollan sendas colas de marea provocadas sin duda por la interacción gravitatoria entre las galaxias. La cola sur (designada en este trabajo como BtS, *B tail South*), la más intensa, se bifurca hasta alcanzar una distancia de 45" (=28.4 kpc), mientras que la cola norte (designada como At, *A tail*) se desarrolla menos, sólo alcanzando una distancia de 38" (=23.9 kpc). Mientras que la primera parece estar casi en el plano del cielo, la segunda parece tener un ángulo de inclinación considerable. Entre las dos galaxias también encontramos material difuso (BtN, *B tail North*) y varios objetos enanos, destacando el nudo c. Al final de la cola sur encontramos otro débil objeto, designado como d, y que veremos posee emisión en H $\alpha$ .

Como rasgos a resaltar de los cuerpos principales de las galaxias, la parte central ESO 566-7 (designada Bcen) posee un fino arco que nace de su borde occidental, gira sobre el norte de la galaxia y cae hacia el sur por su extremo oriental, completando unos 210°. Por otro lado, ESO 566-8 muestra un corto apéndice (región a2 en la Figura 6.100) en dirección opuesta a la que se desarrolla la cola norte, mostrando una extraña y aparentemente rota estructura, muy azulada, en su zona superior.

 $<sup>^{19}</sup>$ Masegosa et al. (1991) la designan C<br/> 0942-1929A, incorrecto según Schaerer et al. (1999).



FIGURA 6.98: Imagen en color de la pareja de galaxias que constituyen Arp 252 combinando datos en filtros U (azul), B (verde) y R (rojo) (imágenes obtenidas con el telescopio 2.56m NOT). Son las galaxias ESO 566-8 (objeto superior) y ESO 566-7 (objeto inferior). Notar las pequeñas regiones azuladas entre los dos objetos y al final de la prominente cola sur, así como la estructura azulada justo al norte de ESO 566-8.

Como curiosidad, es sorprendente la similitud entre nuestras imágenes de Arp 252 y un fotograma de la simulación de la fusión de dos galaxias espirales realizado por Michael Bertschick (MPIA)<sup>20</sup>.

## Fotometría en filtros anchos

Los resultados fotométricos de los objetos analizados en Arp 252 se recopilan en la Tabla 6.47. Se han corregido tanto por extinción como por emisión nebular (sólo en las zonas en las que era detectada) siguiendo nuestro procedimiento estándar. No

<sup>&</sup>lt;sup>20</sup>Se puede bajar de la siguiente dirección del Proyecto GEMS (Galaxy Evolution from Morphology and SEDs): http://www.mpia.de/GEMS/galaxy\_crash.htm.



FIGURA 6.99: Imagen profunda de la pareja de galaxias interactuantes Arp 252 sumando las exposiciones en filtros U, B, V y R (2.56m Not). A la izquierda se muestra el campo alrededor de las galaxias, saturando la imagen para detectar los objetos más debiles. Las dos extensas colas de marea de este objeto se identifican sin dificultad. La imagen de la derecha muestra ambas galaxias sin saturar, incluyéndose la posición de rendija empleada para espectroscopía e identificándose las zonas más destacadas. A corresponde a ESO 566-8 y B a ESO 566-7.

TABLA 6.47: Resultados de la fotometría de Arp 252. Los objetos designados con A pertenecen a ESO 566-8, mientras que aquellos designados como B pertenecen a ESO 566-7. E(B-V) se determinó a partir del  $C(H\beta)$  estimado mediante espectroscopía.

| Objeto     | E(B-V)            | $m_B$              | $M_B$               | U - B              | B - V             | V - R             | V - J             | J - H             | $H - K_s^d$       |
|------------|-------------------|--------------------|---------------------|--------------------|-------------------|-------------------|-------------------|-------------------|-------------------|
| А          | $0.34{\pm}0.02$   | $14.69 {\pm} 0.03$ | $-20.88 {\pm} 0.03$ | $-0.48 {\pm} 0.06$ | $0.31{\pm}0.06$   | $0.19{\pm}0.06$   | $1.10{\pm}0.10$   | $0.60{\pm}0.12$   | $0.62{\pm}0.14$   |
| $Aa1^b$    | $0.34 {\pm} 0.02$ | $15.27 {\pm} 0.03$ | $-20.30 {\pm} 0.03$ | $-0.67 {\pm} 0.06$ | $0.08{\pm}0.06$   | $0.14 {\pm} 0.06$ | $0.95 {\pm} 0.10$ | $0.48 {\pm} 0.12$ |                   |
| Aa2        | $0.34 {\pm} 0.02$ | $17.77 {\pm} 0.03$ | $-17.80 {\pm} 0.03$ | $-0.50 {\pm} 0.06$ | $0.12{\pm}0.06$   | $0.17{\pm}0.06$   | $1.10 {\pm} 0.20$ |                   |                   |
| с          | $0.34 {\pm} 0.02$ | $19.89 {\pm} 0.04$ | $-15.58 {\pm} 0.04$ | $-0.75 {\pm} 0.09$ | $0.03{\pm}0.07$   | $0.08{\pm}0.06$   |                   |                   |                   |
| At         | $0.34{\pm}0.02$   |                    |                     |                    | $0.26{\pm}0.08$   | $0.24{\pm}0.07$   |                   |                   |                   |
| В          | $0.16{\pm}0.03$   | $16.22 {\pm} 0.03$ | $-19.35 {\pm} 0.03$ | $-0.21 {\pm} 0.08$ | $0.49{\pm}0.06$   | $0.31{\pm}0.06$   | $1.20{\pm}0.10$   | $0.71{\pm}0.16$   | $0.51 {\pm} 0.20$ |
| $Bcen^{c}$ | $0.16 {\pm} 0.03$ | $16.51 {\pm} 0.03$ | $-19.06 {\pm} 0.03$ | $-0.41 {\pm} 0.06$ | $0.38{\pm}0.06$   | $0.30{\pm}0.06$   | $1.00 {\pm} 0.10$ | $0.52{\pm}0.12$   |                   |
| d          | $0.16 {\pm} 0.03$ | $21.65 {\pm} 0.05$ | $-13.92 {\pm} 0.05$ | $-0.35 {\pm} 0.12$ | $0.23 {\pm} 0.10$ | $0.10{\pm}0.08$   |                   |                   |                   |
| е          | $0.16 {\pm} 0.03$ | $19.45 {\pm} 0.04$ | $-16.12 {\pm} 0.04$ | $-0.31 {\pm} 0.09$ | $0.27{\pm}0.07$   | $0.20{\pm}0.06$   |                   |                   |                   |
| BtN        | $0.16 {\pm} 0.03$ | $17.22 {\pm} 0.04$ | $-18.35 {\pm} 0.04$ | $0.05 {\pm} 0.10$  | $0.43{\pm}0.08$   | $0.29{\pm}0.06$   | $1.30 {\pm} 0.20$ |                   |                   |
| BtS        | $0.16 {\pm} 0.03$ |                    |                     | $0.20 {\pm} 0.12$  | $0.53 {\pm} 0.08$ | $0.39 {\pm} 0.06$ |                   |                   |                   |

Valor de la extinción Galáctica,  $E(B-V)_G = 0.05$  (Schlegel et al. 1998).

value de la conregidos por emisión del gas.  $\Delta(U-B)_e=0.04$ ,  $\Delta(B-V)_e=-0.24$ ,  $\Delta(V-R)_e=-0.01$  y  $\Delta(V-J)_e=0.32$ . <sup>c</sup> Colores corregidos por emisión del gas.  $\Delta(U-B)_e=0.01$ ,  $\Delta(B-V)_e=-0.01$ ,  $\Delta(V-R)_e=-0.03$  y  $\Delta(V-J)_e=0.01$ . <sup>d</sup> Datos del color  $H - K_s$  adaptado de 2MASS.

pudimos observar este objeto en el filtro  $K_s$  desde el telescopio 1.5m  $\mathrm{Cst}$ , por lo que adaptamos el valor proporcionado por 2MASS para el color  $H-K_s$ . Observamos



FIGURA 6.100: (*Derecha*) Mapas de contornos de Arp 252 en imágenes  $B ext{ y } J$ . El nivel más externo corresponde con 2.5 $\sigma$  del brillo del cielo. (*Izquierda*) Imagen en falso color mostrando la emisión neta en H $\alpha$  (sustraida de continuo) de Arp 252, señalando las zonas más destacadas. Superpuesto en color gris se muestra el mapa de contornos en el filtro R.

que las zonas centrales de ambas galaxias muestran colores azules, aunque esto no ocurre cuando integramos todo el flujo de cada sistema (esto es, incluyendo las colas). Las colas sólo se detectaron en los filtros B, V, R y J, aunque las más intensas (BtS y BtN) también se observan en U. Los colores para estos objetos son rojos, indicando que básicamente están constituidos por estrellas viejas. No obstante, las acumulaciones que encontramos entre los objetos principales (objeto c) y al final de la cola sur (objeto d) muestran colores azules, especialmente c, y emisión nebular, indicando que la formación estelar está teniendo lugar en ellas.

## Fotometría en $\mathbf{H}\boldsymbol{\alpha}$

El mapa de nuestra imagen en H $\alpha$  sustraída de continuo de Arp 252 conseguida usando el telescopio 2.56m NOT se muestra en la Figura 6.100. Sobre él se ha incluido el mapa de contornos en el filtro R para la correcta identificación de las regiones, mostrándose además los mapas de contornos en filtros B y J para comparación. Observamos que los centros de ambas galaxias poseen considerable emisión nebular. ESO 566-7 (objeto B) está dividido en dos nódulos con brillo similar (b1 y b2), además de otro objeto un poco más débil hacia el E (b3). Por otro lado, ESO 566-8 (objeto A) tiene emisión más intensa mostrando, además de la zona central (designada a1), una región cercana hacia el NO (a2). Detectamos emisión nebular justo perpendicularmente al eje principal observado en el óptico y NIR, tanto por la zona superior como por la inferior, donde parece ampliarse siguiendo la cola de unión con B. Esta estructura perpendicular recuerda a efectos producidos por vientos galácticos, especialmente en la zona superior. Entre los restos de material ionizado que surge desde A hacia B se observa una región con importante emisión en H $\alpha$  que corresponde con el objeto designado como c en nuestra imágenes en filtros anchos.

| Objeto  | Flujo $(10^{-13}$<br>erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup> )   | Luminosidad $(10^{40} \text{ erg s}^{-1})$   | $\begin{array}{c} M_{\rm H~II} \\ (10^6 \ M_{\odot}) \end{array}$  | $M_{\star}$<br>$(10^6 M_{\odot})$   | ${ m SFR}$<br>$(M_{\odot} { m yr}^{-1})$  | $W(\mathrm{H}lpha)$<br>(Å)   | Edad<br>(Myr)   |
|---|---|--|--|---|---|--|---|
| Arp 252<br>ESO 566-8<br>a1<br>a2<br>ESO 566-7<br>b1<br>b2<br>b3<br>c<br>d | $\begin{array}{c} 4.48 \pm 0.30 \\ 4.17 \pm 0.28 \\ 3.82 \pm 0.19 \\ 0.085 \pm 0.007 \\ 0.312 \pm 0.022 \\ 0.165 \pm 0.010 \\ 0.140 \pm 0.011 \\ 0.008 \pm 0.002 \\ 0.017 \pm 0.003 \\ 0.008 \pm 0.003 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 90.3 \pm 6.1 \\ 84.1 \pm 5.6 \\ 77.0 \pm 3.8 \\ 1.72 \pm 0.15 \\ 6.3 \pm 0.4 \\ 3.3 \pm 0.2 \\ 2.8 \pm 0.2 \\ 0.17 \pm 0.04 \\ 0.34 \pm 0.06 \\ 0.16 \pm 0.05 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 13.4 \pm 0.9 \\ 12.5 \pm 0.8 \\ 11.4 \pm 0.6 \\ 0.26 \pm 0.02 \\ 0.93 \pm 0.07 \\ 0.49 \pm 0.03 \\ 0.025 \pm 0.003 \\ 0.025 \pm 0.007 \\ 0.051 \pm 0.009 \\ 0.051 \pm 0.008 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 82.3 \pm 4.9 \\ 45.1 \pm 3.0 \\ 37.2 \pm 1.9 \\ 0.85 \pm 0.08 \\ 16.8 \pm 1.2 \\ 8.9 \pm 0.5 \\ 7.5 \pm 0.6 \\ 0.44 \pm 0.12 \\ 0.92 \pm 0.16 \\ 0.43 \pm 0.13 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 7.2 \pm 0.5 \\ 6.68 \pm 0.45 \\ 6.12 \pm 0.30 \\ 0.136 \pm 0.012 \\ 0.50 \pm 0.04 \\ 0.264 \pm 0.016 \\ 0.224 \pm 0.016 \\ 0.027 \pm 0.004 \\ 0.027 \pm 0.005 \\ 0.013 \pm 0.004 \end{array}$ | $\begin{array}{c}\\ 420 \pm 40\\ 510 \pm 40\\ 460 \pm 50\\ 90 \pm 20\\ 120 \pm 20\\ 80 \pm 20\\ 50 \pm 20\\ 500 \pm 100\\ 50 \pm 20\\ \end{array}$ | $\begin{array}{c} \dots \\ 4.9 \\ 4.2 \\ 4.8 \\ 6.0 \\ 5.9 \\ 6.2 \\ 6.4 \\ 4.2 \\ 6.4 \end{array}$ |

TABLA 6.48: Resultados de la fotometría en H $\alpha$  de Arp 252. El flujo mostrado está corregido tanto por contaminación por las líneas de [N II] como por extinción.

También se encuentra emisión nebular justo al final de la cola óptica austral, en el objeto denominado como d. Ambos cuerpos son firmes candidatos a TDGs por su localización dentro del sistema.

En la Tabla 6.48 se tabulan los resultados de la calibración en flujo de nuestra imagen H $\alpha$  neta. Se analizó independiente cada sistema (ESO 566-7 y ESO 566-8), usando para cada caso los correspondientes valores de extinción y contaminación por emisión de [NII] a partir de nuestros datos espectroscópicos. Sumando el flujo de ambos objetos, encontramos un valor de  $f_{H\alpha} = (4.5 \pm 0.3) \times 10^{-13}$  erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>, un valor relativamente alto dada la lejanía del sistema. Serían necesarias más de 660000 estrellas O7V equivalentes para explicar la luminosidad total observada. La masa total de gas ionizado es alta,  $M_{\rm H\,II}$ =(13±1)×10<sup>6</sup>  $M_{\odot}$ , al igual que el ritmo de formación estelar encontrado para el sistema,  $SFR_{\rm H\alpha}$ =7.2±0.5  $M_{\odot}$ . La galaxia A posee la mayor parte de emisión en H $\alpha$ , casi el 93%, lo que se traduce en mayor masa de gas ionizado y mayor ritmo de formación estelar con respecto a B. Existen datos en FIR del satélite IRAS (ver Tabla 5.12) asociados con la galaxia ESO 566-8, con los que se encuentran los siguientes ritmos de formación estelar:  $SFR_{FIR}=16.2$  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup> y  $SFR_{60\,\mu m}$ =15.5  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup>. Los datos de continuo de radio (ver Tabla 5.11) sugieren un valor incluso mayor,  $SFR_{1.4\,{\rm GHz}}$ =49  $M_{\odot}\,{\rm yr}^{-1}$ , por lo que quizás nuestra estimación del flujo en H $\alpha$  está un poco subestimada. Este objeto es el que tiene la mayor medida en el valor del continuo a 1.4 GHz de la muestra analizada en esta tesis, quizás teniendo relación con la detección de este sistema a 4.85 GHz (Griffith et al. 1994). El índice espectral entre ambas frecuencias es  $\alpha = -0.23$ . La relación entre el flujo en FIR y el continuo de radio no se cumple muy bien, sugiriendo que, además del starburst, la galaxia principal podría albergar algún tipo adicional de actividad. La anchura equivalente de Hlpha indica edades alrededor de 5 Ma para el último brote de formación estelar, aunque este valor parece ser incluso inferior en el centro de ESO 566-8 (región a1) y en el objeto c.



FIGURA 6.101: Espectros obtenidos de ESO 566-8 (arriba) y ESO 566-7 (abajo) con el telescopio 2.56m NOT, indicando las líneas más importantes. No están corregidos por enrojecimiento.

## 6.19.2 Resultados espectroscópicos

Hemos realizado espectroscopía de rendija larga de resolución intermedia aprovechando la cámara ALFOSC instalada en el telescopio 2.56m NOT para analizar Arp 252. En la Figura 6.101 se muestran los espectros unidimensionales obtenidos al analizar las dos galaxias que conforman Arp 252, identificándose las líneas más importantes. Mientras que para ESO 566-8 se consiguió un espectro con muchas líneas de emisión, en ESO 566-7 sólo se pudieron observar las más brillantes dada la menor señal-a-ruido conseguida en este objeto. Los flujos de las líneas detectadas respecto al flujo de H $\beta$ , corregido por enrojecimiento, así como otros datos relevantes de cada espectro se indican en la Tabla 6.45. Los espectros están dominados por emisión nebular, sólo parecen presentar absorción residual en las líneas de Balmer de HI más débiles, especialmente en el espectro de ESO 566-7. Detectamos sin problema la línea de nebular de He II  $\lambda$ 4686 en el espectro de ESO 566-8, así como otras líneas de alta excitación como  $[Ar_{IV}] \lambda 4711$ , confirmando la existencia de estrellas WR en esta galaxia. La baja calidad del espectro de ESO 566-7 no nos permite dilucidar este aspecto en él, aunque parece observarse un débil abultamiento alrededor de  $\lambda$ 4680 que podría estar relacionado con el WR bump azul detectado por Masegosa et al. (1991) y Pindao et al. (1998).

#### Condiciones físicas del gas ionizado

La detección de las líneas de  $[O II] \lambda\lambda7318,7329$  en el espectro de ESO 566-8 nos ha permitido calcular de forma directa, aunque con cierto error, la temperatura de baja excitación. También se detectó en esta región la línea auroral de  $[N II] \lambda5755$ , con

la que obtuvimos una medida independiente de la temperatura de baja excitación. Ambas estimaciones coincidían muy bien,  $T_e(OII) \sim 9300$  K y  $T_e(NII) \sim 9000$  K, por lo que promediamos ambos valores, obteniendo  $T_e(baja ex.) = 9100 \pm 800$  K. Usando la relación de Garnett (1992), calculamos la temperatura de alta excitación, puesto que [OIII]  $\lambda$ 4363 no se pudo detectar en el espectro. Ambos valores se recopilan en la Tabla 6.46. Para ESO 566-7 se usó la pareja de temperaturas de alta y baja excitación que mejor reproducía el valor de la abundancia de oxígeno proporcionado por la calibración empírica de Pilyugin (2001a,b). Las densidades electrónicas, calculadas usando el cociente de las líneas de [SII]  $\lambda\lambda$ 6617,6730, también se indican en la Tabla 6.46. El coeficiente de enrojecimiento es de  $C(H\beta) \sim 0.49$  en ESO 566-8 y  $C(H\beta) \sim 0.27$  en ESO 566-7. La correspondencia entre los valores observados y los diagramas de diagnóstico dados por Dopita et al. (2000) y Kewley et al. (2001) sugiere que ambas galaxias pueden clasificarse como starbursts, aunque como vimos antes el objeto principal (ESO 566-8) parece albergar cierta actividad.

### Abundancias químicas

En la Tabla 6.46 se muestran todas las abundancias químicas calculadas para cada zona. La abundancia de oxígeno de ESO 566-8 (galaxia A) es  $12 + \log(O/H) = 8.46 \pm 0.13$ , calculada de forma directa. La calibración empírica de Pilyugin (2001a) sugiere que ESO 566-7 tiene una abundancia de oxígeno similar,  $12 + \log(O/H) \sim 8.50$ . El cociente N/O es también coherente en ambas galaxias,  $\log(N/O) \sim -0.76$ , aunque ESO 566-8 posee un grado de excitación algo mayor. El valor de la abundancia de oxígeno determinada por Masegosa et al. (1991) de ESO 566-7,  $12 + \log(O/H) = 8.54$ , está en concordancia con nuestra estimación. Este hecho sugiere que ambos sistemas han tenido una evolución química similar.

#### Cinemática

En la Figura 6.102 mostramos el diagrama posición-velocidad obtenido en Arp 252 al analizar espacialmente la emisión de H $\alpha$  recogida en nuestro espectro bidimensional. Se extrajeron zonas de 5 píxeles (=0.95"), tomándose como referencia el máximo de emisión de ESO 566-8 (objeto A). Por claridad, el diagrama muestra roto el eje de ordenadas. Obtenemos importantes datos de este diagrama. Primero, vemos que las dos galaxias se sitúan a casi la misma velocidad radial, estando el centro de ESO 566-7 (objeto B) desplazado únicamente unos -50 km s<sup>-1</sup> con respecto al centro de ESO 566-8. Encontramos claras diferencias entre las dos galaxias: mientras que A parece presentar rotación en sus partes centrales (variación de -130 km s<sup>-1</sup> a 100 km s<sup>-1</sup>), B muestra un patrón claramente distorsionado. Los gradientes de velocidad encontrados en la zona superior e inferior de A se corresponderían posiblemente a las corrientes de marea inducidas en las extensas colas vistas en óptico. Notar que las velocidades encontradas entre la zona superior de B y la inferior de A son positivas, sugiriendo conexión cinemática entre ambas entidades, tal y como se esperaría por la fuerte interacción gravitatoria que experimentan.



FIGURA 6.102: (*Izquierda*)Diagrama posición-velocidad para la posición de rendija observada en Arp 252. Notar que el eje de ordenadas está dividido en dos zonas por claridad. El norte se encuentra en la zona superior. (*Derecha*) Espectro radio en frecuencia de la línea de 21 cm de HI en dirección a la galaxia ESO 566-7 en Arp 252 obtenido con el cartografiado HIPASS. No se detecta hidrógeno atómico. Cortesía de Bärbel Koribalski (ATNF).

Podemos efectuar una estimación tentativa de las masas keplerianas de cada galaxia. Suponemos  $\Delta v \sim 100 \text{ km s}^{-1} \text{ y } r \sim 5''=3145 \text{ pc}$  en A y  $\Delta v \sim 30 \text{ km s}^{-1}$  y  $r \sim 3''=1887 \text{ pc}$  en B, ambas con  $i=90^{\circ}$  (algo que no es cierto, por lo que los valores determinados serán límites inferiores al valor real<sup>21</sup>). Obtenemos unas masas keplerianas de  $M_{\text{Kep}} \sim 7.3 \times 10^9 M_{\odot}$  en A y  $M_{\text{Kep}} \sim 4.0 \times 10^8 M_{\odot}$  en B, lo que se traducen en unos cocientes masa-luminosidad de  $M_{\text{Kep}}/L_B \sim 0.21 \text{ y } 0.05$  para A y B, respectivamente. La masa de polvo templado determinada para ESO 566-8 usando el valor dado por los flujo IRAS es  $M_{\text{dust}} \sim 6.3 \times 10^6 M_{\odot}$  y su cociente masa-luminosidad  $M_{\text{dust}}/L_B \sim 1.8 \times 10^{-4}$ , de acuerdo con los valores medios proporcionados por Bettoni et al. (2003) para galaxias espirales tipo Sb–Sc.

Arp 252 no es detectada por el cartografiado HIPASS. En la Figura 6.102 (derecha) mostramos el espectro en la línea de 21 cm de HI en la dirección de ESO 566-7 obtenido por dicho cartografiado, cortesía de Bärbel Koribalski (ATNF). Por lo tanto, no podemos determinar ni la masa de HI ni la masa dinámica total del sistema. Dada la alta magnitud absoluta de la galaxia principal ( $M_B = -20.9$ ), pese a la distancia que nos separa de Arp 252 ( $D \sim 130$  Mpc), en condiciones normales deberíamos encontrar algún rastro de hidrógeno atómico, lo que nos induce a pensar que o existe muy poco (quizás consumido al producir estrellas, pero la abundancia de oxígeno determinada para el sistema, aunque alta comparada con el resto de galaxias analizadas en esta tesis, no es demasiado elevada) o se ha perdido y se haya disperso en el medio intergaláctico cercano como consecuencia de la intensa interacción gravitatoria.

 $<sup>^{21}</sup>$ No obstante, este supuesto parece apropiado para A porque la cola de marea forma cierto ángulo con el plano del cielo. Para B, la cola parece estar en el plano del cielo, por lo que el disco galáctico parece estar de frente.



FIGURA 6.103: Diagramas color-color mostrando la comparación de los modelos teóricos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999; línea continua azul) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997; línea discontinua roja) con los colores observados en los objetos de Arp 252. Los símbolos representan a ESO 566-8 (cuadrado abierto), ESO 566-7 (círculo), sus zonas centrales (estrellas, donde se usó  $H - K_s=0$ ), las colas (cuadrados), los objetos c y d (triángulos) y otras regiones analizadas (cruces, ver Tabla 6.47). También se incluyen algunas edades (en Ma) para los modelos de STARBURST 99.

Por último, sería muy interesante analizar la cinemática de los objetos c y d para comprobar si están desacoplados del movimiento de la cola de marea. En tal caso, quedaría demostrada la hipótesis de que ambos son TDGs.

## 6.19.3 Edades de las poblaciones estelares

Comparamos los modelos teóricos de síntesis de poblaciones con nuestros colores ópticos y NIR en la Figura 6.103. Los modelos son STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997) para brotes instantáneos con IMF de Salpeter y  $Z/Z_{\odot}=1$ . Los colores han sido corregido tanto por extinción como por contaminación nebular. Comprobamos que los datos observacionales son algo más rojizos que las predicciones teóricas, indicando que la contribución de poblaciones más evolucionadas es relativamente importante. Esto es especialmente evidente usando los colores NIR puesto que apreciamos que se apartan considerable-
mente de los modelos. El objeto que muestra menor valor del color U - B es c, la región con emisión nebular encontrada entre las dos galaxias, que indicaría una edad en torno a los 5 Ma para el brote más reciente de formación estelar, de acuerdo con la estimación proporcionada por  $W(H\alpha)$ . Por otro lado, las colores determinados en las colas sí se ajustan con los modelos teóricos, dando edades entre 500 Ma y 1 Ga, confirmando que están constituidas básicamente de estrellas viejas.

## 6.19.4 Conclusiones

Arp 252 es un sistema compuesto por dos galaxias espirales en interacción evidente, ESO 566-7 y ESO 566-8, como revelan las extensas colas de marea existentes. Ambas galaxias están experimentando un fuerte brote de formación estelar en sus zonas centrales, especialmente el objeto más brillante (ESO 566-8), como se observa tanto por su intensa emisión nebular como en el alto ritmo de formación estelar encontrado en su conjunto,  $SFR_{\rm H\alpha} \sim 7.2 \ M_{\odot} \, \rm yr^{-1}$  (según emisión H $\alpha$ ),  $SFR_{\rm FIR} \sim 16 \ M_{\odot} \, \rm yr^{-1}$  (según su emisión en FIR) y  $SFR_{1.4 \, \rm GHz} \sim 49 \ M_{\odot} \, \rm yr^{-1}$  (según su continuo de radio a 1.4 GHz). La abundancia de oxígeno de la galaxia principal, determinada de forma directa, es 12+log(O/H)=8.46. ESO 566-7 parece tener abundancias químicas similares. Detectamos la línea de  $He_{II}$   $\lambda$ 4686 en ESO 566-8, indicando la presencia de estrellas WR en el último brote de formación estelar, cuya edad es inferior a 6 Ma. No obstante, es importante la contribución de estrellas más evolucionadas, con edades superiores a 500 Ma, para explicar los colores observados en el sistema. Las colas de marea parecen estar constituidas únicamente por estrellas viejas, con edades superiores a 500 Ma, aunque encontramos un par de objetos azules en ellas (c entre las dos galaxias principales y d al final de la larga cola austral) que podrían ser candidatos a TDGs por su localización, colores y emisión en H $\alpha$ . No se ha detectado gas atómico en el sistema, posiblemente porque ha sido expulsado y dispersado por la fuerte interacción gravitatoria.

# 6.20 NGC 5253

NGC 5253 es una galaxia enana starburst muy cercana (3.3 Mpc, Gibson et al. 2000) del tipo BCDG. Por este motivo, ha sido estudiada en múltiples ocasiones en todos los rangos espectrales y con los mejores instrumentos y telescopios disponibles. El análisis de NGC 5253 que presentamos en esta tesis es distinto al resto de los objetos de la muestra de galaxias WR, puesto que sólo nos centraremos en su estudio espectrofotométrico, al que dedicaremos en exclusiva el Capítulo 9. Como ya se comentó en §5.3.2, se obtuvieron espectros echelle muy profundos y con alta resolución espacial y espectral de NGC 5253 usando 8.2m VLT. Con estos datos hemos medido un gran número de líneas de emisión prohibidas y permitidas en cuatro zonas del centro de la galaxia. Determinamos las condiciones físicas del gas ionizado empleando un gran número de cocientes de intensidades de líneas, calculando las abundancias químicas de He, N, O, Ne, S, Cl, Ar e Fe. Por primera vez detectamos líneas de recombinación de OII y CII en una galaxia starburst, con las que determinamos las abundancias de  $O^{++}$  y  $C^{++}$ . Estas abundancias son mayores que las obtenidas a partir de líneas de excitación colisional, resultado consistente con la posible existencia de fluctuaciones de temperatura en el gas ionizado. Además, confirmamos la presencia de un enriquecimiento localizado de nitrógeno en ciertas zonas del centro de la galaxia, e incluso un ligero enriquecimiento de helio en las mismas zonas. Encontramos que el patrón de enriquecimiento está de acuerdo con el esperado por la contaminación de material expulsado por estrellas Wolf-Rayet. De hecho, la cantidad necesaria para producir el enriguecimiento químico observado es consistente con la pérdida de masa de las estrellas WR que estimamos existen en el starburst.

# 6.21 Resumen esquemático de conclusiones particulares

En el extenso Capítulo hemos analizado exhaustivamente 16 de las 20 galaxias de nuestra muestra combinando todos los datos multifrecuencia. Los resultados particulares de cada una, incluyendo las galaxias NGC 1741, Mkn 1087, IRAS 08339+6517 y NGC 5253 que se detallan en los siguientes capítulos, son los siguientes:

- NGC 1741: Objeto principal (miembro C) de HCG 31 en clara interacción con varias galaxias del grupo al que pertenece. Detectamos el WR *bump* azul en HCG 31 C y la línea de HeII  $\lambda$ 4686 en los miembros F1 y F2 (consultar Capítulo §7).
- Mkn 1087: LCBG interaccionando con la galaxia cercana KPG 103a y con un objeto enano externo. Aún observado por otros autores, no detectamos el rasgo WR (consultar Capítulo §7).

- Haro 15: Se trata posiblemente de una galaxia espiral Sc de tamaño mediano interaccionando fuertemente con dos objetos enanos independientes; uno de ellos (ESE) muestra alta formación estelar y el rasgo WR.
- Mkn 1199: Sistema de dos galaxias (una espiral y una galaxia enana) en clara interacción, posiblemente el comienzo de un *minor merger*. La interacción parece haber disparado la formación estelar en algunas zonas de la galaxia principal; el rasgo WR se detecta en su zona central.
- Mkn 5: BCDG con un brote intenso de formación estelar en uno de sus extremos, donde se observa el rasgo WR, sobre una componente extensa de población estelar vieja. No detectamos ningún rasgo de interacción, aunque la cantidad de gas atómico es muy baja para una galaxia de su clase.
- IRAS 08208+2816: LIRG que muestra dos largas colas con diversas zonas de formación estelar. La cinemática indica rasgos de fusión y corrientes de marea. Detectamos el rasgo WR en el objeto central.
- IRAS 08339+6517: LIRG y BCDG en evidente interacción con una galaxia enana cercana. Detectamos por primera vez el rasgo WR en su brote central (consultar Capítulo §8).
- **POX 4**: BCDG de baja metalicidad con fuertes brotes de formación estelar, interaccionando con un objeto enano cercano que parece haber atravesado el cuerpo principal de la galaxia deformando su morfología y cinemática. La línea de HeII  $\lambda$ 4686 es claramente identificada en el objeto central.
- UM 420: BCG que muestra dos zonas extensas desarrollándose en direcciones opuestas muy brillantes en Hα, estando su cinemática también perturbada. El rasgo WR aparece en la zona más brillante.
- SBS 0926+606: Pareja de galaxias enanas con intensa formación estelar. La galaxia A es una BCDG que muestra un doble núcleo; su morfología y cinemática indica que se trata de una fusión de galaxias. Detectamos el rasgo WR en este objeto. La galaxia B también muestra evidencias de interacción.
- SBS 0948+532: BCG muy compacta y con alta formación estelar en la que detectamos una cola óptica de estrellas viejas y una cinemática ligeramente perturbada. Observamos la línea de He II λ4686.
- SBS 1054+365: BCDG cercana con varias regiones de formación estelar sobre una envoltura elíptica extensa compuesta de estrellas más evolucionadas. La cinemática del gas ionizado parece estar ligeramente perturbada. El brote principal muestra el WR *bump*.
- SBS 1211+540: BCDG con una abundancia de oxígeno muy baja. Está compuesta por dos objetos brillantes en Hα, sobre una componente de estrellas más evolucionadas. La existencia de sutiles cólas ópticas y su cinemática perturbada parece indicar el comienzo de una fusión de galaxias. No detectamos el rasgo WR aunque otros autores sí lo han hecho con anterioridad.

- SBS 1319+579: BCDG de tipo cometario con intensas regiones de formación estelar en su eje principal sobre una componente de baja luminosidad más vieja. No detectamos el rasgo WR en este objeto. Nuestros datos parecen sugerir que se trata de dos sistemas en interacción, desarrollándose ésta en el plano del cielo.
- SBS 1415+437: BCDG con abundancia de oxígeno muy baja y que alberga una región muy intensa de formación estelar, donde detectamos la línea de HeII  $\lambda$ 4686. Aparentemente no tiene compañeros cercanos ni muestra indicios de interacción.
- III Zw 107: BCG con dos fuertes regiones de formación estelar inmersas en una componente más amplia de baja luminosidad, de donde surge una clara cola. El brote más brillante muestra el rasgo WR. Posiblemente sean dos objetos en interacción o fusión.
- Tol 9: Perteneciente al grupo de galaxias de Klemola 13, es una galaxia de forma elíptica con alta emisión nebular y químicamente evolucionada. Encontramos rasgos morfológicos y cinemáticos que sugieren mecanismos de interacción. Nuestra imagen en H $\alpha$  revela una componente extensa que se extiende perpendicularmente al eje principal de la galaxia y en ambas direcciones, posiblemente se trata de un viento galáctico muy extendido. Detectamos el WR *bump* en la zona central del *starburst*.
- Tol 1457-262: Sistema compuesto por dos objetos brillantes y otros dos enanos que muestran emisión nebular. Detectamos la línea nebular de HeII en el brote más intenso del objeto central, que parece mostrar diferencias en abundancias y una cinemática peculiar. Consideramos que podría tratarse de un grupo de galaxias en interacción.
- Arp 252: Sistema de dos galaxias espirales en interacción evidente, ESO 566-7 y ESO 566-8, que muestran dos extensas colas con regiones de formación estelar y candidatos a TDGs, sobre una componente estelar vieja. ESO 566-8 muestra la línea de HeII  $\lambda$ 4686, y parece mostrar algo de actividad en radio. En ESO 566-7 no detectamos el rasgo WR, aunque otros autores sí lo han encontrado.
- NGC 5253: BCDG muy cercana. Detectamos el rasgo WR en tres zonas centrales. Aún poseyendo una cinemática del gas perturbada, la cinemática estelar parece conservar rotación. No obtenemos evidencias de interacciones recientes (consultar Capítulo §9).

# Capítulo 7 : Formación estelar e interacciones en grupos de galaxias

Observar el cielo es, aún en nuestros días, un oficio tan peligroso como el de soldado. Más tal vez, pues el astrónomo está solo, sin un ejército que le respalde. Solo ante los príncipes que, no contentos con reinar sobre la tierra, desearían convencer a todos de que su trono les ha sido entregado por los cielos; solo ante los sacerdotes y los oráculos, que temen que la explicación del movimiento de las estrellas o el anuncio de un eclipse desvelen los misterios sobre los que basan su poder; solo ante los terrores y las supersticiones del pueblo, que consideran al astrónomo culpable de los seísmos, inundaciones, hambrunas, sequías, pues se ha atrevido a aventurarse en los dominios de los dioses y demonios...

> Y, sin embargo, el astrónomo sigue explorando el cielo, recorriendo los astros, cabalgando los planetas, contemplando el Sol cara a cara. Allá arriba, olvida la mazmorra o el hacha del verdugo que le amenaza.

El incendio de Alejandría, segundo canto de Hipatia, Jean-Pierre Luminet, 2002

La MAYORÍA DE LAS GALAXIAS se encuentran en grupos de sólo unas pocas docenas de miembros (Tully 1987), tal y como predicen los modelos de formación jerarquizada (Kauffman y White 1993; Springel et al. 2005). Actualmente las evidencias de que el ambiente del grupo es fundamental para entender la evolución de las galaxias son cada vez mayores. En grupos de galaxias las interacciones y fusiones entre los miembros componentes es bastante común: estos fenómenos provocan profundos cambios morfológicos y cinemáticos, disparan intensos brotes de formación estelar y conducen el destino final de las galaxias involucradas (Yun et al. 1994; Verdes-Montenegro et al. 2001, 2002, 2005; Williams et al. 2002, Koribalski et al. 2004a, 2005; López-Sánchez et al. 2003, 2004a,b; Temporin et al. 2003, 2005).

En este Capítulo presento los resultados del análisis fotométrico y espectroscópico detallado realizado a dos grupos de galaxias: el **Grupo Compacto de Hickson 31** (*Hickson Compact Group 31*) y **Mkn 1087** y sus alrededores. Ambos sistemas poseen intensos brotes de formación estelar muy jóvenes, incluso detectándose el rasgo WR en algunas regiones, y muestran rasgos de interacción entre sus miembros. Así, son lugares ideales para investigar el mecanismo del disparo de la formación estelar y la importancia de las interacciones en la evolución de las galaxias. Los resultados presentados en este Capítulo han sido publicados en López-Sánchez, Esteban



FIGURA 7.1: Imagen óptica profunda de HCG 31 en filtro R, donde se señalan y designan todas las galaxias del grupo, así como la región A1 (ver texto). La imagen (b) es una versión saturada de (a) que muestra las estructuras más débiles.

y Rodríguez (2004a), Massive star formation and tidal structures in HCG 31 (§7.1) y en López-Sánchez, Esteban y Rodríguez (2004b), The tidally disturbed luminous compact blue galaxy Mkn 1087 and its surroundings (§7.2).

# 7.1 Formación de estrellas masivas y estructuras de marea en HCG 31

Los grupos compactos de galaxias son sistemas con alta densidad de galaxias y poca velocidad de dispersión, constituyendo los lugares de mayor densidad en la estructura a gran escala no localizada en cúmulos de galaxias. Fueron definidos por Hickson (1982) usando varios criterios de riqueza, compacidad y aislamiento. Hickson et al. (1992) y Barton et al. (1996) extendieron la definición de grupo compacto. La población resultante de grupos compactos representa  $\sim$ 1-2% de las galaxias de campo y se caracteriza por agregados de 4-8 galaxias con separaciones proyectadas medias del orden del diámetro de una de las galaxias componentes. Las pequeñas separaciones proyectadas y los rasgos de interacción observados implican densidades físicas tan altas como las que se encuentran en los núcleos de cúmulos ricos de galaxias. De hecho, las interacciones entre los miembros componentes son importantes en algunos grupos compactos. Moles et al. (1994) encontraron que los ritmos de formación estelar en galaxias pertenecientes a grupos compactos son algo más elevadas que las que se encuentran en las galaxias de campo. Mendes de Oliveira y Hickson (1994) informaron de signos morfológicos de interacción, como

colas de marea y fusiones, en muchas de las galaxias pertenecientes al catálogo de grupos compactos de Hickson (1982). Estudios recientes en grupos compactos pueden encontrarse en Vílchez y Iglesias-Páramo (1998), Iglesias-Páramo y Vílchez (1999), Iglesias-Páramo y Vílchez (2001), Verdes-Montenegro et al. (1997), Verdes-Montenegro et al. (1998), Verdes-Montenegro et al. (2001), Verdes-Montenegro et al. (2002), Sulentic et al. (2001), Plana et al. (2002). El hallazgo de las características WR en algunos de los miembros pertenecientes a estos grupos compactos permiten el estudio detallado de la formación estelar y el mecanismo disparador de la misma. Quizás, uno de los mejores sistemas en el que realizar tal investigación es la galaxia Wolf-Rayet NGC 1741 y el grupo compacto a la que pertenece: HCG 31.

#### Breve historia de la nomenclatura de HCG 31

El grupo compacto HCG 31, que se encuentra a una distancia<sup>1</sup> de 54.8 Mpc, fue identificado por Hickson (1982). Es uno de los grupos compactos mejor estudiados debido a la peculiar morfología de sus miembros, que incluye colas de marea, una posible fusión de galaxias, estructuras irregulares y prominentes formaciones de estrellas en sus galaxias más brillantes (ver Figuras 7.1 y 6.1). Hickson (1982) describió el grupo como cuatro galaxias muy próximas, llamadas A, B, C y D. Notó que dos de ellas, A y C, están claramente interactuando, constituyendo realmente NGC 1741 (Mkn 1089, VV524, Arp259). En realidad, Mazzarrella y Boronson (1993) también clasifican NGC 1741 como una galaxia Markarian de doble núcleo. Kunth y Schild (1986) detectaron el rasgo WR azul en el espectro central de la galaxia C, algo que fue confirmado con posterioridad por Rubin et al. (1990). NGC 1741 se incluyó en el primer catálogo de galaxias WR por Conti (1991) como una de las galaxias WR más luminosas conocidas. Vacca y Conti (1992) obtuvieron el espectro óptico de A y C, descubriendo que está dominado por fuertes líneas de emisión nebular, tal y como se esperaba debido a la presencia de un gran número de estrellas masivas y calientes detectadas en UV. El estudio llevado a cabo por Conti et al. (1996) revela que el centro de NGC 1741 está dominado por dos starbursts compuestos por varias regiones de formación estelar intensa y reciente. Johnson et al. (1999) obtuvieron imágenes del sistema (A y C) en Uv y óptico usando Hst (ver Figura 7.2), datando los principales starbursts en 5 Myr y detectando 434 supercúmulos de estrellas masivas (Sscs) en la región central. Richer et al. (2003) denominó NGC 1741 al complejo A+C, porque consideró que A y C es una única entidad cinemática.

El miembro B fue clasificado como una galaxia Sm por Hickson (1982). Muestra tres diferentes regiones brillantes en las imágenes H $\alpha$  [Rubin et al. (1990); Iglesias-Páramo y Vílchez (1997), en adelante IV97; Johnson y Conti (2000)]. Su morfología sugiere que es una espiral enana o una galaxia irregular vista de canto. Rubin et al. (1990) y Richer et al. (2003) descubrieron que muestra rotación de sólido-rígido y parece ser cinemáticamente distinto del complejo A+C.

<sup>&</sup>lt;sup>1</sup>Usando  $H_0=75$  km s<sup>-1</sup> Mpc<sup>-1</sup> Vacca y Conti (1992); corrigiendo por GSR, nosotros obtenemos de nuestros espectros  $d = 52.5 \pm 0.8$ , ver Tabla 5.9, pero en los cálculos involucrados en este capítulo se ha usado 54.8 Mpc.



FIGURA 7.2: (a) Imagen en falso color de NGC 1741 (miembros A y C de HCG 31) combinando exposiciones en  $B_{ST}$ ,  $V_{ST}$  e  $I_{ST}$  obtenidas con WFPC2 al bordo de HST. Las escalas de color se han escogido de forma que enfatizen las diferencias de color en la galaxia; si se hubiese empleado el color real, la galaxia en su conjunto aparecería en color blancoazulado. (b) Imagen de NGC 1741 en el filtro Uv F220W obtenida con FoC en HST. Se detectan numerosos SSCs dentro de los brotes principales, destacando en el doble núcleo central. La orientación de (a) y (b) es similar, pero no están a la misma escala. (c) Imagen del miembro E de HCG 31 en el filtro  $V_{ST}$  obtenida con WFPC2 en HST. También se recoge la débil emisión de H en esta imagen. (d) Igual que (c) pero para los miembros F1 y F2. La orientación y la escala en (c) y (d) es idéntica. Las imágenes (a) y (b) han sido extraídas de Johnson y Conti (2000), mientras que (c) y (d) provienen de Johnson et al. (1999).

Rubin et al. (1990) identificó dos objetos adicionales cercanos, E y F, y la cercana galaxia Mrk 1090 (objeto G), que fueron incluidos como nuevos miembros de HCG 31, así como el miembro más lejano Q, que se encuentra a 2' al norte del complejo A+C. Estos autores también determinaron que D es una galaxia de fondo a la distancia de 359 Mpc. IV97 estudiaron las edades de los brotes y concluyeron que F es tan joven como el miembro C. El mapa HI del grupo (Williams et al. 1991) muestra que todas las galaxias, excepto D, están inmersas en la misma nube de gas neutro. Williams et al. estimó una masa total de hidrógeno de  $2.1 \times 10^{10}$  M<sub> $\odot$ </sub>. Los máximos en la densidad columnar de HI son coincidentes con las galaxias, indicando que son ricas en gas. El mapa en HI de HCG 31 fue mejorado por Verdes-Montenegro et al. (2005) que combinó los datos VLA de Williams et al. (1991) junto con nuevos datos obtenidos en el mismo interferómetro<sup>2</sup> (ver Figura 7.3).

 $<sup>^2 \</sup>mathrm{Este}$  estudio fue posterior a la publicación de nuestro artículo de HCG 31.



FIGURA 7.3: (a) Mapa de la distribución columnar de HI en HCG 31 obtenida tras una nueva reducción de los datos presentados por Williams et al. (1991) en la configuración DnC superpuesto sobre una imagen en B (Verdes-Montenegro et al. 2005). Los contornos corresponden a densidades columnares de 1.4, 2.8, 4.1, 5.5, 6.9, 10.3, 13.8, 17.2, 20.6, 24.1, 27.5 y  $31.0 \times 10^{20}$  átomos cm<sup>-2</sup>. El tamaño del haz (mostrado en la esquina superior izquierda) es de 21.7"×18.1". (b) Mismo mapa que (a) usando nuevos datos del VLA en la configuración CnB. Los contornos corresponden a densidades columnares de 1.0, 2.4, 3.8, 5.2, 6.9, 9.6, 13.0, 16.5, 19.9 y 23.3  $\times 10^{20}$  átomos cm<sup>-2</sup>. El tamaño del haz es 15.8"  $\times 14.5$ ". Los cuatro rasgos de marea identificados por Verdes-Montenegro et al. (2005) se identifican con t- más su posición en el grupo. Para nuestro estudio, el rasgo más importante es la cola de marea en forma de brazo t-S que conecta el complejo A+C con el miembro G. Al igual que en (a), los contornos más brillantes están dibujados en blanco por claridad. (c) Mapa del primer momento de la velocidad radial de HCG 31 obtenida con la nueva reducción de los datos de la configuración DnC, mostrando contornos de isovelocidad (entre 3980 y 4180  $\mathrm{km \, s^{-1}}$  en intervalos de 20  $\mathrm{km\,s}^{-1}$ ) sobre el mapa en escala de grises. El tamaño del haz es  $21.7'' \times 18.1''$ . (d) Lo mismo que (c) para los datos en la configuración CnB. El tamaño del haz es 15.8"×14.5". Las velocidades mostradas en (c) y (d) son heliocéntricas. Figura extraída de Verdes-Montenegro et al. (2005).

Hunsberger et al. (1996) detectan varias galaxias enanas de mareas en HCG 31: una de ellas corresponde al miembro F y las otras están ubicadas al noreste del complejo A+C. Johnson y Conti (2000) consideraron a E and F como galaxias enanas de marea y detectaron nuevos SSCs en ellas (ver Figura 7.2). Esos autores confirmaron que F muestra una formación estelar que ronda los 4 Myr, aunque incluso podría ser más joven. Iglesias-Páramo y Vílchez (2001) apuntaron 2 objetos de marea al noreste del complejo A+C y 7 objetos de marea (incluido E, F1, F2 y el débil miembro H) em la cola de marea sudoriental, que parece alineada con el mapa de HI. Iglesias-Páramo y Vílchez (2001) analizaron dichos objetos y concluyeron que sólo el miembro F satisface las condiciones de escape y auto-gravitación para ser una galaxia enana de marea. Richer et al. (2003) discutió sobre si E es una parte integral del complejo A+C si se está separando ahora de él. Para estos autores, la cinemática de miembro E confirma que la extensión del complejo A+C hacia E y F es una cola de marea. Richer et al. también sugirió que la galaxia F podría ser un fragmento de marea del complejo A+C que se separó hace algún tiempo.

G muestra una forma esférica en las imagenes en filtros anchos, pero IV97 encontró que alberga varios brotes de formación estelar al noroeste. Esto fue confirmado por Johnson y Conti (2000), quienes descubrieron una emisión en H $\alpha$  muy asimétrica, con las regiones de formación estelar formando una U a lo largo de la cara noroccidental. Richer et al. (2003) describió G como una pequeña galaxia de disco vista casi de frente debido a que la velocidad del gas ionizado tiene sólo un pequeño gradiente a través del disco. También apuntaron que su cinemática es distinta del resto del complejo A+C.

#### 7.1.1 Resultados

#### Imágenes en óptico

En la Figura 7.1 mostramos la imagen profunda en R del sistema. Podemos distinguir en ella todos los miembros que componen HCG 31, desde Q que se sitúa 2' al norte del complejo A+C hasta el miembro G en el sur. En esta figura se designan todos los miembros del sistema y algunas zonas interesantes adicionales que también han sido analizadas. El sistema está dominado por dos fuertes brotes en el centro del complejo A+C y por una barra que se extiende hacia el este que corresponde con el cuerpo principal de A. En esta barra, se detectan dos zonas brillantes con nuestra resolución espacial. El miembro A también muestra varias regiones adicionales delineando una posible cola de marea hacia el noreste; la zona designada como A1 se localiza en el extremo de esa estructura (aunque la Figura 7.1b muestra que en realidad se extiende aún más hacia el norte). El complejo A+C está físicamente conectado con los miembros B (hacia el oeste) y E (al sur) por débiles colas o puentes de materia. La extensión que conecta el complejo A+C y E forma un arco de material al que designaremos cola sudoccidental. Aparentemente, este arco termina en la posición del miembro H o incluso algo más lejos, en dirección hacia F. Se puede apreciar que B consiste básicamente en las tres regiones que Johnson y Conti (2000) analizó en sus imágenes en H $\alpha$ . El miembro G también muestra una morfología compleja,

| Zona             | E(B-V)     | $m_B$              | $m_J$              | U - B              | B-V                | V- $R$            | V-J                | J- $H$            | $H$ - $K_S$       |
|------------------|------------|--------------------|--------------------|--------------------|--------------------|-------------------|--------------------|-------------------|-------------------|
| А                | 0.10       | $15.31 {\pm} 0.06$ | $13.96 {\pm} 0.05$ | $-0.41 {\pm} 0.12$ | $0.01 {\pm} 0.12$  | $0.43 {\pm} 0.11$ | $1.34 {\pm} 0.12$  | $0.28{\pm}0.10$   | $0.14 {\pm} 0.12$ |
| A1               | 0.10       | $17.92 {\pm} 0.05$ | $16.80 {\pm} 0.06$ | $-0.58 {\pm} 0.10$ | $-0.11 \pm 0.10$   | $0.13 \pm 0.11$   | $1.23 \pm 0.12$    | $0.54 {\pm} 0.12$ | $0.29 {\pm} 0.14$ |
| в                | 0.18       | $14.95 {\pm} 0.04$ | $14.64 {\pm} 0.05$ | $-0.38 {\pm} 0.09$ | $0.17 {\pm} 0.08$  | $0.06 {\pm} 0.08$ | $0.14 {\pm} 0.10$  | $0.13 {\pm} 0.10$ | $0.12 {\pm} 0.10$ |
| $\mathbf{C}$     | 0.06       | $14.17 \pm 0.06$   | $14.12 \pm 0.05$   | $-0.66 \pm 0.12$   | $-0.01 \pm 0.12$   | $0.09 \pm 0.11$   | $0.06 \pm 0.12$    | $0.12 \pm 0.10$   | $0.21 \pm 0.12$   |
| A+C              | $0.12^{a}$ | $13.59 {\pm} 0.04$ | $13.36 {\pm} 0.05$ | $-0.60 {\pm} 0.09$ | $0.03 {\pm} 0.08$  | $0.12 \pm 0.10$   | $0.20 \pm 0.10$    | $0.13 {\pm} 0.10$ | $0.15 {\pm} 0.10$ |
| D                | $0.15^{b}$ | $18.47 {\pm} 0.04$ | $16.60 {\pm} 0.05$ | $0.36 {\pm} 0.09$  | $0.68 {\pm} 0.08$  | $0.47 {\pm} 0.09$ | $1.19 {\pm} 0.12$  | $0.27 {\pm} 0.10$ | $0.53 {\pm} 0.10$ |
| E                | 0.06       | $17.90 {\pm} 0.05$ | $17.64 {\pm} 0.05$ | $-0.65 {\pm} 0.10$ | $-0.03 \pm 0.10$   | $0.20 \pm 0.09$   | $0.29 \pm 0.12$    | $0.05 {\pm} 0.10$ | $0.18 {\pm} 0.12$ |
| F1               | 0.20       | $17.81 {\pm} 0.06$ | $18.05 {\pm} 0.07$ | $-0.99 {\pm} 0.12$ | $-0.07 {\pm} 0.12$ | $-0.04{\pm}0.10$  | $-0.17 {\pm} 0.14$ | $0.04 {\pm} 0.17$ | $0.29 {\pm} 0.30$ |
| F2               | 0.09       | $19.23 {\pm} 0.06$ | $19.30 {\pm} 0.10$ | $-1.01 \pm 0.12$   | $-0.09 \pm 0.12$   | $-0.02 \pm 0.10$  | $0.01 \pm 0.16$    | $0.08 {\pm} 0.30$ | $0.20 {\pm} 0.50$ |
| G                | 0.06       | $14.71 {\pm} 0.04$ | $14.27 {\pm} 0.05$ | $-0.43 \pm 0.09$   | $-0.01 {\pm} 0.08$ | $0.14 {\pm} 0.08$ | $0.45 \pm 0.10$    | $0.12 {\pm} 0.10$ | $0.13 {\pm} 0.10$ |
| Q                | $0.15^{b}$ | $16.51 {\pm} 0.06$ | $15.83 {\pm} 0.05$ | $0.07 {\pm} 0.12$  | $0.11 {\pm} 0.12$  | $0.24 {\pm} 0.10$ | $0.77 {\pm} 0.12$  |                   |                   |
| $\mathbf{H}^{c}$ | 0.09       | >20.5              | >19.5              |                    |                    |                   |                    |                   |                   |

TABLA 7.1: Resultados fotométricos en óptico y NIR de las regiones analizadas en HCG 31.

 $^a\,$ Valor medio del obtenido para los miembros A, B y C.

<sup>b</sup> Adoptado de IV97.

 $c m_R = 20.7 \pm 0.1$ 

con varios regiones de formación estelar distribuidas en su mitad noroccidental. Finalmente, se pueden observar claramente los miembros F1 y F2. Su posición cerca de una estrella brillante ( $m_B$ =11.9) ha sido normalmente un problema a la hora de analizar su fotometría, pero nuestras nuevas imágenes profundas resuelven parcialmente este problema. También hemos marcado la posición del débil objeto H que ha sido detectado en nuestros espectros de resolución intermedia. Dicho objeto puede ya observarse en imágenes previas en banda R obtenidas por Iglesias-Páramo y Vílchez (2001). Encontramos algunos objetos pequeños pero claramente no-estelares alrededor de varios miembros del grupo, en especial hacia el nordeste del complejo A+C y hacia el sur de F1 y F2.

Los resultados de la fotometría de apertura de las imágenes ópticas para cada uno de los miembros del grupo se muestra en la Tabla 7.1. También se han incluido los valores de la región A1 porque ésta es la zona dentro del miembro A para la que hemos obtenido espectroscopía (ver abajo). Los datos están corregidos por enrojecimiento, como discutiremos a continuación. El área para la que hemos integrado el flujo en cada objeto es irregular y fue definida como la isofota con nivel  $3\sigma$  en la imagen en *B*. Se empleó el mismo área de integración para cada objeto y filtro para conseguir datos fotométricos homogéneos. Las galaxias A y C se midieron tanto conjuntamente como de forma separada, aunque es difícil definir la frontera entre ambas. La sustracción del cielo se realizó de forma independiente para cada objeto y filtro. La fotometría para las galaxias F1 y F2 es menos precisa que para el resto de objetos como consecuencia de la contaminación de la estrella brillante cercana. El miembro H no se detecta en *U*, *B* ó *V*, pero hemos estimado un límite inferior a sus magnitudes. Sí lo detectamos en *R* (ver Fig. 7.1), con una magnitud de 20.7±0.1.

La contribución Galáctica al enrojecimiento en la dirección de HCG 31 es  $E(B - V)_G = 0.05$  (Schlegel et al. 1998), lo que fija un límite inferior a la corrección. Un análisis previo de la extinción hacia HCG 31 fue presentado por IV97, quienes discutieron los resultados de tres artículos previos en los que la extición era analizada: Rubin et al. (1990) y Mazzarrella y Boronson (1993), ambos usando el cociente



FIGURA 7.4: Mapas de contornos en escala logarítmica de la parte central de HCG 31 en filtros B y J. El contorno más externo corresponde al nivel  $3\sigma$  en ambas figuras.

 $H\alpha/H\beta$ , y Williams et al. (1991), quienes obtenían datos en radio de HI. IV97 tomaron los valores de extinción basados en datos radio como límite inferior a los verdaderos, dado que los valores de HI sólo contabilizan la extinción del polvo mezclado con el gas neutro enfrente de la región considerada, pero no dentro de la región HII. Así, IV97 asumen E(B-V)=0.2 para el miembro B y E(B-V)=0.15para el resto de objetos.

En nuestro caso, hemos corregido de enrojecimiento usando el coeficiente  $C(H\beta)$ siguiendo el procedimiento explicado en §3.10, aunque en este caso usamos la relación entre  $C(H\beta)$  y la extinción en V,  $A_V$ , obtenida por Kaler y Lutz (1985) asumiendo  $A_V/E(B-V) = 3.1$ . Adoptamos los valores de enrojecimiento dados por IV97 para los miembros D y Q puesto que no tenemos espectros de ellos. Para el complejo A+C hemos supuesto un valor medio de extinción promediando los valores obtenidos para A, B y C. El exceso de color conseguido finalmente para cada galaxia se muestra en la Tabla 7.1. Los errores fotométricos fueron determinados independientemente para cada miembro de HCG 31 considerando la FWHM de la PSF, el nivel del cielo y el error en la calibración en flujo de cada imagen.

#### Imágenes en Nir

El cartografiado NIR de 180 galaxias interactuantes realizado por Bushouse y Stanford (1992) incluía datos fotométricos de HCG 31 en las bandas JHK. Sin embargo, sólo obtuvieron datos con relativamente baja señal-a-ruido para los miembros A, C y B. En la Figura 7.4 mostramos los mapas de contornos en escala logarítmica de HCG 31 en los filtros B y J. No observamos el miembro Q en los filtros H y  $K_s$ . La morfología peculiar de HCG 31 también se reconoce en las imágenes en NIR. La cola nordoriental es evidente en J pero su brillo se reduce considerablemente en las bandas H y  $K_s$ . De hecho, es difícil detectar A1 en  $K_s$ . El doble núcleo y la barra en el interior del complejo A+C aparecen brillantes y fácilmente resueltos en  $K_s$ . La cola sudoccidental no se detecta en las imágenes en NIR, aunque el miembro E sí se observa bien. En NIR, la zona más brillante en el miembro B es el centro de la galaxia, mientras que su región occidental prácticamente desaparece en  $K_s$ . Las galaxias F1 y, especialmente, F2, son díficiles de distinguir en H y  $K_s$  por su bajo brillo. La morfología de G en parece muy similar a la observada en óptico, aunque su mitad sudoriental es más brillante en  $K_s$ . No detectamos el miembro H en , pero proporcionamos un límite inferior a su magnitud en cada filtro.

Los resultados de la fotometría de apertura de las imágenes en NIR de HCG 31 se incluyen en la Tabla 7.1. El procedimiento seguido fue similar al explicado en la subsección anterior, usando la isofota con nivel  $3\sigma$  de la imagen en J para definir los contornos de integración. Para corregir por enrojecimiento se usaron los valores de  $A_J$ ,  $A_H$  y  $A_{Ks}$  obtenidos a partir de  $A_V$  siguiendo la parametrización de Rieke y Lebofsky (1985). Los errores también se calcularon de forma similar a la fotometría óptica. El error en el color V - J debido a las diferencias en forma y tamaño entre las imágenes ópticas y NIR es pequeño cuando se compara con otras incertidumbres, pero también se tuvo en cuenta.

#### Espectroscopía de resolución intermedia

La Figura 7.5 (*izquierda*) muestra las tres posiciones de rendija empleadas para la espectroscopía de resolución intermedia de HCG 31 sobre nuestra imagen en V, con las que se obtuvieron datos de todos los miembros de HCG 31 (excepto Q). En la figura se indican los diferentes ángulos de posición (PA) observados y la localización y tamaño de las regiones extraídas. La rendija con PA 61° cubría A1 y los miembros C<sup>3</sup> y B; la rendija con 128° pasaba sobre E, H y F, y la rendija con 133° cubría los miembros F y G.

En la Figura 7.6 mostramos los espectros unidimensionales calibrados en longitud de onda y flujo de los miembros C, F1, F2 y G. Las líneas [OIII]  $\lambda\lambda$ 4959,5007 son muy brillantes en comparación con H $\beta$ , indicando el alto grado de ionización del gas ionizado. El miembro C es la galaxia más luminosa del grupo y su espectro tiene la señal-a-ruido más alta. Los miembros B y G muestran algo de absorción estelar subyacente en sus espectros, especialmente intensa en B. La galaxia H es el objeto más débil detectado. Podría corresponder a uno de los *SSCs* encontrados por Johnson y Conti (2000) en los restos de marea de la cola sudoccidental.

Para estimar el coeficiente de enrojecimiento,  $C(H\beta)$ , empleamos la Ecuación A.23 que tiene en cuenta la absorción en las líneas de Balmer de HI, siguiendo Mazzarrella y Boronson (1993). Dado que sólo los espectros de los miembros B y G presentaban absorción estelar subyacente en las líneas H $\alpha$ , H $\beta$  y H $\gamma$ , sólo se corrigió en estos objetos. El valor de  $W_{abs}$  suele cambiar con la edad del brote, por lo que siguien-

 $<sup>^{3}</sup>$ Siguiendo la notación de otros autores, designamos C a la zona central del complejo A+C, que incluye los dos fuertes brotes centrales.



FIGURA 7.5: (*Izquierda*) Posiciones de rendija sobre nuestra imagen en V. Se indica la extensión espacial de las zonas para las que se extrajeron espectros unidimensionales. (*Derecha*) Propiedades físicas de las regiones con líneas de emisión de HCG 31. Las líneas representan el límite de ionización para un *starburst* de edad cero, siguiendo Dopita et al. (2000).

do Oloffsson (1995) adoptamos  $W_{abs} = 2$  Å. Este valor es el mismo empleado por Richer et al. (2003). Los espectros se corrigieron por enrojecimiento siguiendo la ley de Whitford (1958) y el valor de  $C(H\beta)$  determinado en cada región mediante la comparación de las intensidades relativas de las líneas  $H\alpha$ ,  $H\beta$  y  $H\gamma$  con los valores teóricos esperados para el caso B de recombinación usando Brocklehurst (1971). Estos cocientes teóricos eran  $I(H\alpha)/I(H\beta)=2.86$  e  $I(H\gamma)/I(H\beta)=0.468$ (ver Tabla A.3), apropiados para temperaturas electrónicas de  $10^4$  K y densidades electrónicas de 100 cm<sup>-3</sup>. Mostramos el coeficiente de enrojecimiento, el flujo de  $H\beta$ ,  $F(H\beta)$  (corregido tanto de enrojecimiento como de absorción estelar) y la anchura equivalente de varias líneas [ $W(H\beta)$  y W(OIII)] en la Tabla 7.2, mientras que los cocientes de líneas de cada miembro de HCG 31, corregidos por enrojecimiento, se tabulan en la Tabla 7.3. Los errores de las líneas se estimaron usando la ecuación proporcionada por Castellanos (2000). Dos puntos indican errores del orden o superiores al 40%.

Comparando nuestros valores espectroscópicos con los diagramas de diagnóstico dados por Dopita et al. (2000), encontramos que todos los objetos se localizan en torno a la posición típica de las regiones HII (ver Figura 7.5, *derecha*).

#### Condiciones físicas del gas ionizado

Como podemos ver en la Tabla 7.3 y en la Figura 7.7, observamos la línea de emisión auroral [O III]  $\lambda$ 4363 en casi todos los objetos: B, C, E, F1, F2 y G. Así, hemos determinado en ellos  $T_{\rm e}$  de forma directa usando el cociente [O III] ( $\lambda$ 4959+ $\lambda$ 5007)/ $\lambda$ 4363. Para calcular la temperatura electrónica de baja excitación, empleamos en este



FIGURA 7.6: Espectros de los miembros C, F1, F2 y G obtenidos usando el espectrógrafo ISIS en 4.2m WHT.

caso la relación proporcionada por Stasiĥska (1990) entre  $T_e(OII)$  y  $T_e(OII)$  (ver Ecuación 3.28). En el caso del miembro C, también detectamos la línea  $[NII]\lambda 5755$ , que hemos usado para obtener una determinación adicional de la temperatura electrónica de baja excitación, que coincide muy bien con la estimada usando las líneas de oxígeno (ver Tabla 7.2). Si empleáramos la relación linear entre  $T_e(OII)$  y  $T_e(OII)$ dada por Garnett (1992) (Ecuación 3.29), los valores de  $T_e(OII)$  serían unos 1000 K inferiores. Para A1 y H no tenemos determinación directa de la temperatura electrónica. En estos casos, consideramos los valores de  $T_e$  que mejor reproducían la abundancia de oxígeno empleando métodos empíricos (ver debajo). Todos los miem-

|  | A1  | В   | С  | Е  | $\mathbf{F1}$   | F2  | G  | Н  |
|--|---|---|--|--|---|---|--|--|
| $\begin{array}{c} -M_B \\ \text{Rendija} (") \\ \text{C}(\text{H}\beta) \\ T_e(\text{O III}) (\text{K}) \\ T_e(\text{O II})^b (\text{K}) \\ T_e(\text{N II}) (\text{K}) \\ N_e (\text{cm}^{-3}) \\ \Delta v_r^c \end{array}$ | $\begin{array}{c} 15.75 {\pm} 0.06 \\ 3.6 {\times} 1 \\ 0.16 {\pm} 0.06 \\ 8300^a \\ 9900^a \\ \dots \\ <100 \\ 105 {\pm} 15 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 18.71 {\pm} 0.05 \\ 7.2 {\times} 1 \\ 0.28 {\pm} 0.08 \\ 11500 {\pm} 700 \\ 12000 {\pm} 400 \\ \dots \\ <100 \\ 132 {\pm} 25 \end{array}$ | $19.43 {\pm} 0.05 \\ 12.96 {\times} 1 \\ 0.09 {\pm} 0.03 \\ 9400 {\pm} 600 \\ 10800 {\pm} 300 \\ 10800 {\pm} 500 \\ 210 {\pm} 70 \\ 0 \\ 0 \\$ | $\begin{array}{c} 15.76 {\pm} 0.06 \\ 7.2 {\times} 1 \\ 0.11 {\pm} 0.05 \\ 11100 {\pm} 1000 \\ 11800 {\pm} 600 \\ \dots \\ {<} 100 \\ {-} 39 {\pm} 15 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 15.76 {\pm} 0.06 \\ 7.2 {\times} 1 \\ 0.32 {\pm} 0.06 \\ 12600 {\pm} 1400 \\ 12600 {\pm} 700 \\ \dots \\ {<} 100 \\ -66 {\pm} 15 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 14.34 {\pm} 0.06 \\ 7.2 {\times} 1 \\ 0.14 {\pm} 0.05 \\ 12300 {\pm} 1500 \\ 12400 {\pm} 800 \\ \dots \\ < 100 \\ -62 {\pm} 15 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 18.88 {\pm} 0.05 \\ 3.6 {\times} 1 \\ 0.09 {\pm} 0.05 \\ 11600 {\pm} 700 \\ 12000 {\pm} 400 \\ \dots \\ <100 \\ -2 {\pm} 15 \end{array}$ | >13.1<br>$3.6 \times 1$<br>$0.15 \pm 0.06$<br>$9000^{a}$<br>$10500^{a}$<br><br><100<br>$28 \pm 20$ |
| $F(H\beta)^d$ $W(H\beta) (Å)$ $W(O III) (Å)$   | $2.90 \pm 0.23$<br>$27.0 \pm 2.6$<br>$46.2 \pm 4.4$   | $17.8 \pm 0.5$<br>$12.9 \pm 0.5$<br>$26.7 \pm 1.2$  | $461.3 \pm 1.8$<br>$91.1 \pm 2.1$<br>$218 \pm 4$   | $15.7 \pm 0.6$<br>$21.1 \pm 1.1$<br>$61.0 \pm 1.5$   | $31.87 \pm 0.16$<br>$218 \pm 13$<br>$1430 \pm 150$  | $22.76 \pm 1.86$<br>$256 \pm 43$<br>$1192 \pm 135$  | $\begin{array}{c} 25.94 {\pm} 0.59 \\ 37.0 {\pm} 1.6 \\ 104 {\pm} 10 \end{array}$  | $1.44 {\pm} 0.16$<br>$117 {\pm} 30$<br>$347 {\pm} 55$  |

TABLA 7.2: Propiedades generales de los brotes de HCG 31.

<sup>a</sup> Calculado usando las calibraciones empíricas de Pilyugin (2001a, Pilyugin (2001b) y Denicoló et al. (2002).

 $^b~T_e({\rm O\,{\sc ii}})$ calculado usando la relación proporcionada por Stasi<br/>ùska (1990).

<sup>c</sup> Diferencia de velocidad radial con respecto al miembro C, en km s<sup>-</sup> <sup>d</sup> En unidades de  $10^{-16}$  erg s<sup>-1</sup> cm<sup>-2</sup>, no corregido por extinción.

bros de HCG 31 muestran los dobletes de  $[O II] \lambda\lambda$ 3726,3729 y  $[S II] \lambda\lambda$ 6716,6731 (excepto A1 y C, para los que las líneas de  $\rm [S{\,{\sc ii}}]$  se encontraban fuera del rango observado). Hemos empleado ambos dobletes para determinar la densidad electrónica,  $N_{e}$ , del gas ionizado. En todos los casos nos encontramos en el límite de baja densidad, con  $N_e < 100 \text{ cm}^{-3}$ , excepto para el miembro C ( $N_e = 210 \text{ cm}^{-3}$ ). Los valores finalmente adoptados para  $T_e$  y  $N_e$  se recopilan en la Tabla 7.2.

#### Análisis de abundancias

Las abundancias iónicas de He<sup>+</sup>, O<sup>+</sup>, O<sup>++</sup>, N<sup>+</sup>, Ne<sup>++</sup>, S<sup>+</sup>, S<sup>++</sup> y Fe<sup>++</sup> se determinaron usando nuestros datos espectroscópicos y los valores de  $T_e$  y  $N_e$  calculados para cada brote. Siguiendo el convenio adoptado en esta tesis (ver  $\S$  3.7), usamos un esquema a dos zonas para estimar las abundancias iónicas a partir de líneas de excitación colisional, adoptando  $T_e(O III)$  para los iones de alto potencial de ionización O<sup>++</sup>, Ne<sup>++</sup> y S<sup>++</sup> y considerando  $T_e(N II)$  ó  $T_e(O II)$  para los iones de bajo potencial de ionización O<sup>+</sup>, N<sup>+</sup>, S<sup>+</sup> y Fe<sup>++</sup>. Las abundancias iónicas estimadas se recopilan en la Tabla 7.4.

Un resultado interesante es la posible detección de la línea de C II  $\lambda$ 4267 en el espectro del miembro C (ver Figura 7.7). Ésta es la primera vez que se detecta dicha línea de recombinación en una galaxia H II y abre nuevas posibilidades para el estudio de abundancias químicas en objetos extragalácticos en el futuro, con el uso de telescopios de gran apertura. Aunque la relación señal-a-ruido de C II  $\lambda$ 4267 es pequeña, hemos calculado el correspondiente cociente  $C^{++}/H^+$ . Para ello, hemos usado los coeficientes de recombinación efectivos calculados por Davey et al. (2000) y considerado  $T_e(O III)$  como representativa de la zona donde se localiza este ion.

El cociente  $He^+/H^+$  se determinó a partir de las líneas más brillantes de HeIobservadas en cada objeto, empleando las emisividades de líneas calculadas por Smith et al. (1996). Todos los cocientes He<sup>+</sup>/H<sup>+</sup> han sido corregidos por contribución

| Línea  | $\mathrm{f}(\lambda)$ | A1               | В                             | С                                 | Е                  | F1                                 | F2                               | G                      | Н            |
|--|-----------------------|------------------|-------------------------------|-----------------------------------|--------------------|------------------------------------|----------------------------------|------------------------|--------------|
| 3687 H 19                                    | 0.27                  |                  |                               | 0.64:                             |                    |                                    |                                  |                        |              |
| 3692 H 18                                    | 0.27                  |                  |                               | 0.85:                             |                    |                                    |                                  |                        |              |
| 3697 H 17                                    | 0.27                  |                  |                               | $1.34 {\pm} 0.29$                 |                    |                                    |                                  |                        |              |
| 3704 HeI +H 16                               | 0.26                  |                  |                               | $1.49 \pm 0.30$                   |                    |                                    |                                  |                        |              |
| 3712 H 15                                    | 0.26                  | •••              |                               | $1.39 \pm 0.29$                   |                    |                                    |                                  | •••                    |              |
| 3726 [O II]                                  | 0.26                  | $150 \pm 25$     | $189 \pm 18$                  | $109.1 \pm 3.8$                   | $131 \pm 11$       | $64.5 \pm 4.3$                     | $84 \pm 12$                      | $171 \pm 11$           | $214 \pm 46$ |
| 3729 [O 11]                                  | 0.26                  | $214 \pm 33$     | $281 \pm 24$                  | $123.1 \pm 4.1$                   | $217 \pm 17$       | $96.7 \pm 5.6$                     | $126 \pm 16$                     | $240 \pm 15$           | $295 \pm 56$ |
| 3734 H 13                                    | 0.26                  |                  |                               | $2.13 \pm 0.25$                   |                    |                                    |                                  |                        |              |
| 3750 H 12                                    | 0.26                  |                  |                               | $2.36 \pm 0.27$                   |                    | 3.4:                               | 4.2:                             |                        |              |
| 3771 H 11<br>2700 H 10                       | 0.26                  |                  |                               | $2.92 \pm 0.28$                   |                    | 4.0:                               | 4.9:                             | 0.33:                  |              |
| 3810 Ho I                                    | 0.20                  |                  | 5.6:                          | 4.40±0.40                         |                    | 4.0:                               | 0.9:                             | 0.00:                  |              |
| 3835 H 0                                     | 0.23                  |                  | 7 1.                          | $6.13\pm0.53$                     |                    | $7.2 \pm 3.5$                      | 8.2.                             | 2.6.                   |              |
| 3860 [No III]                                | 0.24                  | 17.6             | $31.8\pm6.5$                  | $15.09\pm0.87$                    | <br>35 1±0 3       | $30.4\pm0.7$                       | $32 \pm 11$                      | 2.0.<br>28.6 $\pm$ 3.7 | 26.1.        |
| 3889 He I                                    | 0.23                  | 13.7             | $17.5\pm6.1$                  | $16.73\pm0.92$                    | $16.6\pm6.6$       | $21.0\pm6.0$                       | $21.8 \pm 9.5$                   | 147+22                 | 20.1.        |
| 3968 [Ne III]                                | 0.21                  | 10.111           | 39+11                         | $5.11\pm0.81$                     | 52+18              | $10.3 \pm 1.2$                     | 84+17                            | 59+15                  | 12.3         |
| $3970 \text{ H}\epsilon$                     | 0.21                  | 13.8:            | $13.2 \pm 1.9$                | $4.49 \pm 0.74$                   | $7.8 \pm 1.5$      | $14.5 \pm 1.3$                     | $13.3 \pm 2.2$                   | $12.4 \pm 1.9$         | 12:01        |
| 4026 He I                                    | 0.20                  |                  |                               | $1.14 \pm 0.20$                   |                    | 1.8:                               |                                  |                        |              |
| 4068 [S II]                                  | 0.19                  |                  |                               | $1.85 \pm 0.21$                   | 6.4:               | $3.1 \pm 1.7$                      |                                  | 3.2:                   |              |
| 4076 [S II]                                  | 0.19                  |                  |                               | $0.54 {\pm} 0.16$                 |                    |                                    |                                  |                        |              |
| 4101 $H\delta^a$                             | 0.18                  | $23 \pm 11$      | $23.8 \pm 2.5$                | $23.2 \pm 0.8$                    | $25.3 \pm 6.0$     | $25.0 \pm 4.5$                     | $24.7 \pm 8.3$                   | $21.2 \pm 2.1$         | 19.4:        |
| 4244 [Fe II]                                 | 0.15                  |                  |                               | 0.40:                             |                    |                                    |                                  |                        |              |
| 4266 C II                                    | 0.15                  |                  |                               | 0.22:                             |                    |                                    |                                  |                        |              |
| 4287 [Fe II]                                 | 0.14                  |                  | 2.5:                          | $0.78 {\pm} 0.12$                 |                    |                                    |                                  |                        |              |
| 4340 $H\gamma^a$                             | 0.135                 | $47 \pm 15$      | $46.9 \pm 5.5$                | $46.9 \pm 1.0$                    | $46.9 \pm 5.5$     | $46.9 \pm 4.6$                     | $46.9 \pm 9.5$                   | $46.9 \pm 2.3$         | $47 \pm 23$  |
| 4359 [Fe II]                                 | 0.13                  |                  |                               | $0.53 \pm 0.12$                   |                    |                                    |                                  |                        |              |
| 4363 [O III]                                 | 0.13                  | 2.8:             | $2.4 \pm 1.3$                 | $1.22 \pm 0.12$                   | $2.44 \pm 0.94$    | $6.96 \pm 0.66$                    | $4.9 \pm 1.3$                    | $3.1 \pm 1.8$          |              |
| 4471 He I                                    | 0.10                  | 5.9:             | 3.6:                          | $3.82 \pm 0.24$                   |                    | $4.8 \pm 1.7$                      | 4.5:                             | 6.0:                   |              |
| 4658 [Fe III]                                | 0.05                  |                  | 2.5:                          | $1.23 \pm 0.13$                   | 4.1:               |                                    |                                  | 2.0:                   |              |
| 4713 He I                                    | 0.05                  |                  |                               | $0.44 \pm 0.10$                   |                    |                                    |                                  |                        |              |
| 4861 H <i>β</i><br>4881 [E <sub>2</sub> III] | 0.00                  | $100 \pm 16$     | $100 \pm 5$                   | $100\pm1$                         | $100\pm 5$         | $100 \pm 2$                        | $100 \pm 16$                     | $100\pm 5$             | $100 \pm 35$ |
| 4001 [Fe III]<br>4000 II. I                  | 0.00                  |                  |                               | $0.35\pm0.10$                     | 2.3:               |                                    | 1.0.                             | 0.42:                  |              |
| 4922 He I<br>4050 [O III]                    | -0.01                 | <br>64⊥15        | <br>80.2⊥4.5                  | $0.75\pm0.09$                     | 3.1:<br>$00\pm 12$ | <br>184±19                         | 1.0:<br>127±25                   | 1.4:<br>102±2          | 52.2         |
| 4959 [O III]<br>4986 [Fe III]                | -0.02                 | $04 \pm 10$      | $73\pm17$                     | $1.39\pm0.15$                     | 90±12<br>4 9·      | 1.04 ± 1.2                         | $137 \pm 25$                     | 1.6                    | 52.2.        |
| 5007 [O III]                                 | -0.02                 | $197 \pm 32$     | $243 \pm 10$                  | $232 \pm 2$                       | $274 \pm 38$       | $546 \pm 23$                       | $413 \pm 47$                     | $306 \pm 7$            | $136 \pm 28$ |
| 5016 He I                                    | -0.03                 | 101±02           | 4.8:                          | $2.22\pm0.19$                     | 214100             | 1.7:                               | 2.7:                             | 2.3:                   | 100120       |
| 5161 [Fe II]                                 | -0.04                 |                  |                               | 0.43:                             |                    |                                    |                                  |                        |              |
| 5200 [N I]                                   | -0.05                 |                  |                               | $1.34 \pm 0.21$                   |                    |                                    |                                  |                        |              |
| 5518 [Cl III]                                | -0.17                 |                  |                               | 0.30:                             |                    |                                    |                                  |                        |              |
| 5538 [Cl III]                                | -0.18                 |                  |                               | 0.33:                             |                    |                                    |                                  | 1.8:                   |              |
| 5755 [N II]                                  | -0.21                 |                  |                               | $0.49 {\pm} 0.05$                 |                    |                                    |                                  |                        |              |
| 5876 HeI                                     | -0.23                 | $14.2 {\pm} 2.5$ | $13.6 \pm 1.5$                | $11.2 \pm 0.4$                    | $9.46 {\pm} 0.82$  | $11.0 \pm 2.6$                     | $11.0 \pm 1.1$                   | $12.0 \pm 0.9$         | 13.8:        |
| 5980 Si II                                   | -0.25                 |                  |                               | 0.21:                             |                    |                                    |                                  |                        |              |
| 6300 [O I]                                   | -0.30                 | $21.0 \pm 2.7$   | $12.0 \pm 0.6$                | $3.53 \pm 0.10$                   | $8.19 \pm 0.45$    | $3.9 \pm 1.1$                      | $5.5 \pm 1.9$                    | $7.86 {\pm} 0.60$      | 15.4:        |
| 6312 [S III]                                 | -0.30                 |                  | 0.67:                         | $0.86 {\pm} 0.03$                 | 1.3:               | 1.8:                               | 1.5:                             | 2.2:                   |              |
| 6347 Si II                                   | -0.31                 |                  |                               | 0.18:                             |                    |                                    |                                  |                        |              |
| 6364 [O I]                                   | -0.31                 | 2.1:             | 4.9:                          | $1.12 \pm 0.03$                   | 2.6:               | 1.3:                               | 1.1:                             |                        |              |
| 6371 Si II                                   | -0.31                 |                  |                               | 0.22:                             |                    |                                    |                                  |                        |              |
| 6548 [N II]                                  | -0.34                 | $17.0 \pm 1.8$   | 8.54±0.85                     | $10.9 \pm 0.1$                    | $10.6 \pm 0.3$     | $4.54 \pm 0.31$                    | $3.91 \pm 0.45$                  | $9.2 \pm 1.5$          | 18.5:        |
| 0003 Ha~                                     | -0.34                 | $280\pm9$        | $286\pm 2$                    | $286\pm1$                         | $286\pm 2$         | 286±3                              | 286±6                            | $286\pm3$              | 280±76       |
| 0084 [IN II]<br>6678 Ho I                    | -0.34                 | $30.0 \pm 2.4$   | 28.9±0.9                      | $29.7 \pm 0.2$<br>2.12 $\pm 0.02$ | 20.0±0.7           | $9.82 \pm 0.38$<br>$2.22 \pm 0.17$ | $10.2 \pm 0.7$                   | $30.2 \pm 1.7$         | $30 \pm 14$  |
| 6716 [S II]                                  | -0.35                 |                  | 3.0:<br>14 1 $\pm$ 0.2        | J.12±0.03                         | 2.30±0.37          | $3.33 \pm 0.17$<br>17 1 $\pm 0.2$  | 3.39±0.38                        | <br>47 4±0 6           | <br>56±5     |
| 6731 [S II]                                  | -0.30                 |                  | $14.1\pm0.3$<br>10.1 $\pm0.3$ |                                   | $_{42.2\pm0.3}$    | $11.1\pm0.3$<br>11.8 $\pm0.2$      | $19.2 \pm 0.4$<br>14.0 $\pm 0.4$ | $33.4\pm0.6$           | $40 \pm 4$   |
| 0.01 [0 11]                                  | -0.50                 |                  | 10.1 ± 0.3                    |                                   | 23.010.4           | 11.0±0.2                           | 14.010.4                         | 55.4±0.0               | 4014         |

TABLA 7.3: Cocientes de líneas de los objetos analizados en HCG 31, corregidos por enrojecimiento, y respecto a  $I(H\beta)=100$ .

 $^a \mathrm{Corregido}$ por absorción estelar suponiendo  $W_{abs} {=} 2$  Å.



FIGURA 7.7: Detalle de los espectros de los miembros C, F1, F2 y G mostrando el rango alrededor de la línea de emisión [O III]  $\lambda$ 4363. El miembro C también muestra las líneas de CII  $\lambda$ 4267 y [FeII]  $\lambda\lambda$ 4244,4287. H $\gamma$  muestra algo de absorción, consecuencia de la población estelar subyacente, en los miembros C y G.

colisional siguiendo los cálculos de Kingdon y Ferland (1995) y Benjamin et al. (2002). En la Tabla 7.4 presentamos los cocientes He<sup>+</sup>/H<sup>+</sup> determinados para cada línea individual de HeI y el valor finalmente adoptado para cada objeto,  $\langle He^+/H^+ \rangle$ .

Aunque detectamos las líneas de emisión de [FeII]  $\lambda$ 4244,  $\lambda$ 4287 y  $\lambda$ 5161 en el miembro C, la abundancia de Fe<sup>+</sup> no puede calcularse con ellas porque estas líneas se encuentran afectadas de fluorescencia (Verner et al. 2000). Las abundancias de Fe<sup>++</sup> se determinaron usando un modelo de átomo con 34 niveles que usa las fuerzas de colisión calculadas por Zhang (1996) y las probabilidades de transición dadas por Quinet (1996) siguiendo la metodología empleada por García-Rojas (2006). Además, hemos empleado la intensidad de las líneas [Fe III]  $\lambda\lambda$ 4658,4986 para encontrar una estimación adicional a  $N_e$  en el miembro C (la única región en la que estas líneas han podido medirse con bajo error). Encontramos  $N_e = 140 \pm 50$  cm<sup>-3</sup>, en acuerdo con los valores determinados usando las líneas de [O II].

|   | A1         | В                  | С                  | Е                  | F1                 | F2                 | G                 | Н          |
|---|------------|--------------------|--------------------|--------------------|--------------------|--------------------|-------------------|------------|
| $12 + \log O^+/H^+$                       | $8.15^{a}$ | $7.93 {\pm} 0.09$  | $7.82 {\pm} 0.07$  | $7.83 {\pm} 0.13$  | $7.39 {\pm} 0.11$  | $7.53 {\pm} 0.17$  | $7.76 {\pm} 0.09$ | $8.20^{a}$ |
| $12 + \log O^{++}/H^{+}$                  | $8.15^{a}$ | $7.73 {\pm} 0.08$  | $8.00 {\pm} 0.04$  | $7.83 {\pm} 0.07$  | $7.96 {\pm} 0.06$  | $7.87 {\pm} 0.08$  | $7.82 {\pm} 0.06$ | $7.87^{a}$ |
| $12 + \log O/H$                           | $8.35^{b}$ | $8.14 {\pm} 0.09$  | $8.22 {\pm} 0.05$  | $8.13 {\pm} 0.10$  | $8.07 {\pm} 0.07$  | $8.03 {\pm} 0.11$  | $8.15 \pm 0.08$   | $8.37^{b}$ |
| $12 + \log O/H^c$                         | 8.22       | 8.22               | 8.15               | 8.18               | 8.12               | 8.13               | 8.18              | 8.33       |
| $12 + \log O/H^d$                         | 8.47       | 8.39               | 8.40               | 8.36               | 8.06               | 8.02               | 8.41              | 8.41       |
| $-\log(N/O)$                              | 1.21:      | $1.39 {\pm} 0.14$  | $1.12 {\pm} 0.10$  | $1.26 {\pm} 0.19$  | $1.27 {\pm} 0.19$  | $1.43 {\pm} 0.28$  | $1.31 {\pm} 0.13$ | 1.33:      |
| $12 + \log N/H$                           | 7.24:      | $6.74 \pm 0.23$    | $7.10 \pm 0.15$    | $6.87 \pm 0.29$    | $6.79 \pm 0.26$    | $6.61 \pm 0.37$    | $6.83 \pm 0.20$   | 7.04:      |
| $\log C^{++}/O^{++}$                      |            |                    | +0.32:             |                    |                    |                    |                   |            |
| $12 + \log Ne^{++}/H^+$                   | 7.06:      | $7.31 {\pm} 0.19$  | $7.29 {\pm} 0.17$  | $7.41 {\pm} 0.27$  | $7.16 {\pm} 0.25$  | $7.11 {\pm} 0.31$  | $7.26 \pm 0.15$   | 7.66:      |
| $12 + \log S^+/H^+$                       |            | $5.57 {\pm} 0.06$  | $5.67{\pm}0.08^e$  | $6.06 {\pm} 0.10$  | $5.60 {\pm} 0.06$  | $5.67 {\pm} 0.09$  | $6.09 {\pm} 0.05$ | 6.30       |
| $12 + \log S^{++}/H^{+}$                  |            | 5.97:              | $6.44 {\pm} 0.09$  | 6.31:              | 6.25:              | 6.21:              | 6.17:             |            |
| $12 + \log S/H$                           |            | >6.16              | >6.55              | > 6.55             | >6.38              | >6.36              | >6.48             |            |
| $12 + \log \text{He}^+/\text{H}^+$ (4471) | 11.08:     | 10.87:             | $10.88 {\pm} 0.04$ |                    | $10.99 {\pm} 0.22$ | 10.96:             | 11.09:            |            |
| $12 + \log He^+/H^+$ (5876)               | 11.01:     | $11.01 {\pm} 0.10$ | $10.90{\pm}0.03$   | $10.85 {\pm} 0.11$ | $10.92 {\pm} 0.20$ | $10.92{\pm}0.16$   | $10.95{\pm}0.08$  | 11.01:     |
| $12 + \log He^+/H^+$ (6678)               |            | 10.90:             | $10.91 {\pm} 0.03$ | $10.80{\pm}0.14$   | $10.95 {\pm} 0.12$ | $10.96{\pm}0.15$   |                   |            |
| $< 12 + \log He^+/H^+ >$                  | 11.01:     | $11.01 {\pm} 0.10$ | $10.90{\pm}0.03$   | $10.83 {\pm} 0.13$ | $10.96 {\pm} 0.18$ | $10.94 {\pm} 0.16$ | $10.95{\pm}0.08$  | 11.01:     |
| $12 + \log Fe^{++}/H^+$                   |            | $6.04 {\pm} 0.14$  | $5.71 {\pm} 0.09$  | 6.06:              | 5.54:              |                    | 5.75:             |            |
| 12+log Fe/H                               |            | $6.27 {\pm} 0.23$  | $6.10 {\pm} 0.16$  | 6.36:              | 6.16:              |                    | 6.14:             |            |
| [O/H]/[O/H] <sub>0</sub> <sup>f</sup>     | 0.46       | $0.28{\pm}0.07$    | $0.34{\pm}0.04$    | $0.28{\pm}0.07$    | $0.24{\pm}0.04$    | $0.22{\pm}0.06$    | $0.29{\pm}0.06$   | 0.48       |

TABLA 7.4: Abundancias químicas de los brotes analizados en HCG 31.

 $^a$ Calculado usando  $T_{\rm e}$ estimado mediante calibraciones empíricas.

 $^{b}$  Media de los valores usando las calibraciones empíricas de Pilyugin (2001a,b) y Denicoló et al. (2002).

 $^{c}$  Media de los valores obtenidos usando los parámetros  $R_{23}$  y  $\overset{o}{P}$  y la calibración empírica de Pilyugin (2001a,b).

 $^d$  Determinado usando el parámetro  $N_2$ y la calibración empírica de Denicoló et al. (2002).  $^e$  Calculado a partir de las líneas de emisión [S II]  $\lambda\lambda4068,4076.$ 

f Suponiendo  $[O/H]_{\odot} = 8.69 \pm 0.05$  (Allende Prieto et al. 2001).

Las abundancias totales para O, N, S y Fe han sido calculadas siguiendo el convenio habitual (ver § 3.14). La ausencia o debilidad de la línea de HeII  $\lambda$ 4686 implica una cantidad despreciable de O<sup>+3</sup> en el gas ionizado. Para N, usamos el ICF estándar dado por Peimbert y Costero (1969). Medimos dos grados de ionización de S en cinco de los objetos, pero teniendo en cuenta el alto grado de ionización de los espectros es esperable alguna contribución de S<sup>+3</sup>. Como este ion no posee líneas de emisión en el rango óptico, sólo hemos podido proporcionar un valor inferior para la abundancia total de S.

En el caso del hierro, las abundancias totales se obtuvieron empleando la relación proporcionada por Rodríguez y Rubin (2004) (ver Ecuación 3.68). Los dos objetos con mejor determinación de Fe/H en HCG 31 muestran  $\log(Fe/O) = -1.87$  (miembro B) y  $\log(Fe/O) = -2.12$  (miembro C). Rodríguez (2003) determinó los cocientes de Fe/O en dos regiones H II gigantes del Grupo Local con abundancias de oxígeno similares a las de nuestros objetos: 30 For en LMC, con  $\log(Fe/O) \simeq -2.3$ , y N88A en SMC,  $\log(Fe/O) \simeq -1.6$ . Los cocientes de Fe/O de estas regiones H II gigantes (localizadas en galaxias enanas irregulares con formación estelar) son similares a los cocientes encontrados para HCG 31. Estos números son bastante inferiores al valor solar,  $\log(Fe/O) = -1.2$  (Holweger 2001). El cociente Fe/O real de un objeto depende de dos factores: del valor intrínseco de Fe/O, que depende de la historia de formación estelar del sistema, y de la cantidad de Fe depositado en granos de polvo. Suponiendo un valor solar para el valor intrínsico del cociente Fe/O de nuestras

galaxias, estimamos que  ${\sim}80\%$  de los átomos de Fe se encuentran depositados en granos de polvo.

Para los objetos A1 y H, de los que no disponemos de determinación directa de  $T_{
m e_{e}}$  hemos calculado la abundancia total de O usando las calibraciones empíricas de Pilyugin (2001a,b), que involucra los parámetros  $R_{23}$  y P (ver §3.14), y la calibración proporcionada por Denicoló et al. (2002), que considera el parámetro  $N_2$ . Estas estimaciones también se recopilan en la Tabla 7.4, no sólo para A1 y H sino para todos los sistemas analizados. Los objetos de HCG 31 tienen abundancias de oxígeno que no permiten discernir entre la rama de alta metalicidad (calibrada por Pilyugin 2001a) y la de baja metalicidad (calibrada por Pilyugin 2001b), por lo que hemos adoptado el valor medio de ambas calibraciones. Esta elección no parece mala porque los valores son relativamente similares (dentro de 0.1 dex) a los encontrados de forma directa. Por otro lado, las abundancias obtenidas usando la calibración empírica de Denicoló et al. (2002) son entre 0.2 y 0.3 dex mayores que las determinadas con métodos directos, excepto en los miembros F1 y F2 (los dos objetos con menor metalicidad). Finalmente, en A1 y H asumimos como cociente de O/H el valor medio obtenido al promediar las tres calibraciones empíricas. Aún así, la abundancia total de oxígeno en estas dos regiones podría ser algo inferior al valor indicado en la Tabla 7.4.

Todos los cocientes O/H obtenidos de forma directa son relativamente similares y con valores de  $12 + \log(O/H)$  entre 8.0 y 8.2. Existen algunas determinaciones previas de abundancias químicas para algunos miembros del grupo. Para la zona A, se tienen los valores de  $12 + \log(O/H) = 8.30$  (Rubin et al. 1990),  $8.04 \pm 0.06$  (Izotov y Thuan 1998) y 8.1±0.2 (Richer et al. 2003). Estas determinaciones están basadas en temperaturas obtenidas de forma directa usando la línea  $[O III] \lambda 4363$  y son menores que el valor de 8.35 que nosotros obtenemos en A1 usando las calibraciones empíricas. De esta forma, y teniendo en cuenta los valores sistemáticamente mayores de abundancias determinados con las calibraciones empíricas, adoptaremos el valor proporcionado por Izotov y Thuan (1998) como representativo del miembro A. Preferimos la determinación de estos autores por la mejor calidad que presenta su espectro. En el caso del objeto más brillante, el miembro C, nuestro valor es  $8.22\pm0.05$ , consistente con determinaciones previas proporcionadas por Rubin et al. (1990), Vacca y Conti (1992) y Richer et al. (2003). Richer et al. (2003) obtuvieron medida directa de  $T_{\rm e}$  en F1 (con una pobre medida de la línea [O III]  $\lambda$ 4363), estimando  $12 + \log(O/H) = 8.1 \pm 0.2$ , valor muy similar al determinado en nuestro estudio,  $12 + \log(O/H) = 8.07 \pm 0.07$ . Finalmente, hemos obtenido las primeras determinaciones directas de la abundancia de oxígeno para los miembros B, E, F2 y G. Los cocientes O/H determinados usando la relación linear entre  $T_e(O III)$  y  $T_e(O II)$  dada por Garnett (1992) serían ligeramente superiores, entre 0.01 dex (para los miembros F1 y F2) y 0.10 dex (para C). La variación es casi despreciable en el caso del cociente N/H. Estas variaciones no afectan cualitativamente a nuestras conclusiones.

Para el caso del miembro C, tenemos una determinación incierta de C<sup>++</sup>/H<sup>+</sup>. Siguiendo Esteban et al. (2002) y los modelos de fotoionización de Stasiñska (1990) y Garnett et al. (1999), podemos suponer que C<sup>++</sup>/O<sup>++</sup> = C/O como representativo para este objeto. Obtenemos  $log(C^{++}/O^{++}) = 0.32$ ; que es un valor

extremadamente alto y nunca encontrado en objetos extragalácticos [ver la recopilación de Garnett (2004)]. Existen varias determinaciones del cociente C<sup>++</sup>/O<sup>++</sup> a partir de la línea de CII  $\lambda$ 4267 en regiones H II gigantes del Grupo Local. Esteban et al. (2002) obtuvieron log(C<sup>++</sup>/O<sup>++</sup>)=-0.19 y -0.39 para NGC 604 y NGC 5461, respectivamente, y Peimbert (2003) determinó -0.50 para 30 Dor. Estos valores corresponden al cociente de abundancias iónicas determinadas con las líneas de recombinación de CII y O II, que proporcionan sistemáticamente mayores abundancias relativas a H que las líneas de excitación colisional. Para estos tres objetos de referencia, NGC 604, NGC 5461 y 30 Dor, podemos calcular el cociente C<sup>++</sup>/O<sup>++</sup> obtenido usando CII  $\lambda$ 4267 y líneas de [O III] (el cociente correcto para comparar con el que nosotros obtenemos en el miembro C de HCG 31), encontrando cocientes mucho mayores [log(C<sup>++</sup>/O<sup>++</sup>)=+0.01 dex como mucho] pero nunca tan elevados como el valor que hemos estimado para el miembro C. Una posible explicación es que hemos sobreestimado la intensidad de la débil línea CII  $\lambda$ 4267 en un factor de 2, pero hay otras tres posibles explicaciones:

- 1. la línea CII  $\lambda$ 4267 ha sido mal identificada. Esta posibilidad es bastante improbable, porque su longitud de onda coincide exactamente con la esperada para ella. No existe ninguna línea nebular (o rasgo estelar en emisión) en dicha longitud de onda o muy cerca de ella (±1Å). Además, su anchura es muy similar a la de otras líneas nebulares de ese rango espectral.
- 2. La línea es especialmente intensa como consecuencia de un proceso radiativo exótico desconocido.
- La discrepancia entre abundancias determinadas entre líneas de excitación colisional y de recombinación para un mismo ion es especialmente grande en este objeto [ver Esteban (2002) para una revisión de este problema en regiones H II].

Si esta última razón fuese la verdadera, podría estar relacionado con la presencia de fuertes fluctuaciones de temperatura en el gas ionizado del miembro C. Para explicar el extraordinario valor en el cociente  $C^{++}/O^{++}$ , estas fluctuaciones serían más intensas que en cualquier otra región H II conocida, implicando que la metalicidad real de este objeto sería mucho mayor y cercana al valor solar. Sería muy interesante realizar observaciones espectroscópicas más profundas con el fin de medir líneas de recombinación de C II y O II en *starbursts* brillantes.

#### El rasgo Wolf-Rayet

En el miembro C, podemos identificar claramente el rasgo WR azul entre 4650 y 4698 Å (ver Figura 7.8), con el que podremos estimar el número de estrellas WR (ver § 4.7.1). La contribución más importante es la de la línea de HeII  $\lambda$ 4686, aunque la línea cercana de [FeIII]  $\lambda$ 4658 es relativamente brillante. Kunth y Schild (1986) publicaron la primera detección de la línea HeII  $\lambda$ 4686 en el espectro del cuerpo principal de HCG 31, observando también la línea NIII  $\lambda$ 4640. Guseva et al. (2000) detectaron las líneas de emisión de NIII  $\lambda$ 4512 y SiIII  $\lambda$ 4565, además del rasgo NII  $\lambda$ 5720-40. Aparte de una posible contribución nebular, estas líneas están



FIGURA 7.8: Detalle de los espectros de los miembros C y F1 mostrando el rasgo WR o la línea de emisión He II  $\lambda$ 4686. Además, las líneas de emisión [Fe III]  $\lambda$ 4658 y He I  $\lambda$ 4713 se observan claramente en C.

relacionadas con estrellas WN, aunque N II  $\lambda$ 5720-40 podría estar contaminada por otros subtipos de estrellas WR. Las diferencias observadas entre nuestro espectro del miembro C y otros previamente publicados podría deberse a que no estamos observando la misma región dentro del complejo A+C. Guseva et al. (2000) subrayaron que la población de estrellas WR en el cuerpo principal de HCG 31 está dominada por estrellas del tipo WNL porque la línea de emisión C IV  $\lambda$ 5808 (el rasgo WR rojo) no se encontró en su espectro. Nosotros tampoco detectamos dicho rasgo en ninguno de nuestros espectros.

Además, detectamos la débil línea nebular  $\text{He\,II} \lambda 4686$  en el miembro F1, algo que no había sido observado anteriormente. Esta línea también está presente en F2. Parece existir el rasgo WR en el espectro de A1 y B, pero es muy débil en ambos.

## Cinemática de HCG 31

Hemos determinado la velocidad radial media de cada miembro de HCG 31 empleando las líneas de emisión de H $\beta$  y [O III]  $\lambda$ 5007 en la zona más brillante de cada galaxia. Hemos considerado el miembro más luminoso, C, como referencia para las velocidades radiales del grupo; su velocidad heliocéntrica es 4042 km s<sup>-1</sup>. Las velocidades relativas de los miembros del grupo se recopilan en la Tabla 7.2. Comprenden un estrecho intervalo de valores con una diferencia máxima de unos 200 km s<sup>-1</sup>. Nuestras velocidades concuerdan muy bien con las obtenidas por Rubin et al. (1990) y Richer et al. (2003) usando espectroscopía óptica y con la determinadas por Williams et al. (1991) usando el mapa de velocidad en HI. Encontramos que los miembros E, F1, F2 y G, todos localizados en el sudeste del sistema, muestran valores negativos de velocidad. Esto es consistente con la tendencia general observada por Williams et al. (1991) en el mapa de velocidad de HI. Sin embargo, el nuevo objeto H muestra valores positivos, algo anormal para su posición. Los miembros septentrionales del grupo, A1 y B, muestran velocidades positivas.



FIGURA 7.9: Diagramas posición-velocidad para las tres posiciones de rendijas observadas en HCG 31 analizadas en intervalos de 1". Las barras horizontales represetan la incertidumbre del ajuste Gaussiano en cada punto. La localización y la extensión de cada uno de los miembros también se encuentran indicadas. El norte está arriba en (a), mientras que para (b) y (c) encontramos el sudeste arriba.

También hemos estudiado la cinemática del gas ionizado a través del análisis de las líneas de emisión más brillantes de nuestros espectros bidimensionales. Se extrajeron regiones de 5 píxeles (1" en dirección espacial) para cada una de las tres posiciones de rendija mostradas en la Figura 7.5 (*izquierda*) usando el software DIPSO. Para cada una, hemos analizado los perfiles de las líneas de H $\beta$  y [O III]  $\lambda$ 4959,5007 (las más brillantes del espectro obtenido en el brazo azul de Isis, que es el que tiene mayor resolución espectral), usando una, dos o todas las líneas dependiendo de la señal-a-ruido de cada espectro. Los valores finalmente adoptados son la media de los resultados de cada línea individual en cada zona. En todos los casos, los perfiles se ajustaron bien a una Gaussiana sencilla, por lo que no se necesitaron perfiles complejos. En la Figura 7.9 mostramos los diagramas posiciónvelocidad para las tres posiciones de rendija. Todas las velocidades están referidas a la velocidad heliocéntrica media del miembro C (4042 km s<sup>-1</sup>). En la figura también se indica la posición de los diferentes miembros del grupo. Rubin et al. (1990) ya mostraron diagramas posición-velocidad para A, B, C y E (extraídos en regiones de 3.5" a lo largo de su rendija) y son muy similares a nuestros resultados en las zonas en común. Richer et al. (2003) obtuvieron observaciones Fabry-Perot del grupo en H $\alpha$  y también presentaron diagramas posición-velocidad para A, B y C con los mismos ángulos de posición y resolución espacial de Rubin et al. (1990).

Nuestro diagrama posición-velocidad del miembro C, al igual que aquel mostrado por Rubin et al. (1990), muestra un patrón sinosuidal en su centro. Es evidente que la velocidad se invierte en la región central con un valor del orden de 50 km s<sup>-1</sup>. Esta característica es un diagnóstico tradicional de interacción y fusión de galaxias [e.g. Schweizer (1982), Rubin et al. (1990)] e indica que un proceso de fusión está teniendo lugar en la zona central del complejo A+C. Sin embargo, Richer et al. (2003) encuentran con sus datos de Fabry-Perot que los miembros A y C parecen ser una única entidad cinemática. Quizás, Richer et al. (2003) no observan este rasgo al tener menor sensibilidad y resolución espacial.

En el caso del miembro B, nuestros resultados son consistentes con las de otros autores. La variación de velocidad a lo largo de la rendija es casi linear, indicando que la galaxia está esencialmente rotando como un sólido-rígido. No obstante, se aprecian variaciones de este comportamiento en las zonas centrales. Detectamos débil emisión nebular entre las galaxias B y C, pero no fue posible realizar el análisis de los perfiles de las líneas de emisión. No obstante, las zonas adyacentes entre ambas galaxias parecen indicar una continuidad en la velocidad del gas ionizado entre ambos objetos. El patrón de rotación sólido-rígido del miembro B podría estar afectado por una posible corriente de marea entre B y el complejo A+C, al menos en sus zonas más externas. Al igual que en el miembro B, el gas ionizado entre A1 y la zona noreste del miembro C parece mostrar un suave incremento en velocidad.

Los diagramas posición velocidad con AP 133° y Ap 128° son más complejos. La posición de rendija con AP 133° (Fig. 7.9b) fue escogida con el fin de atravesar el eje mayor de F1 y F2, la zona norte difusa del miembro E y el centro del miembro G. La rendija con AP 128° (Fig. 7.9c) cubre el cuerpo principal de E, la zona H y el norte de F1 y F2. En la Figura 7.9b podemos ver que el área difusa al norte del miembro E muestra una variación linear con una amplitud de unos 70 km s<sup>-1</sup>. Este comportamiento es muy diferente a lo observado en el cuerpo principal del objeto E (Figura 7.9c) que, curiosamente, no muestra ningún rasgo de comportamiento linear en la misma región. De hecho, la zona central de E muestra un comportamiento sinosuidal con una amplitud de unos 30-40 km s $^{-1}$ , sugiriendo que estamos ante dos objetos cinemáticamente independientes que coexisten en muy cercana proximidad. Como se puede observar en la imagen en R de la Figura 7.1 (al igual que en otras imágenes ópticas) el gas difuso al norte de E delinea una cola que surge del complejo A+C. Aunque el miembro E parece ser parte de esta cola por su localización, su diferente cinemática sugiere que quizás esto no es así. Por otro lado, de las imágenes y los resultados vistos en la Figura 7.9, parece que el miembro H es, cinemáticamente, una extensión de dicha cola. Si inspeccionamos el patrón de velocidad de H en la Figura 7.9c, podemos apreciar que su peculiar velocidad positiva podría interpretarse como una extensión, con velocidades positivas ligeramente superiores, a la distribución de velocidad observada con AP 133° al norte de E. Estas indicaciones sugieren que la débil cola de marea que surge del suroeste del complejo A+C está moviéndose hacia nosotros. Esta cola se curva hacia la línea que conecta los miembros F y G y comprende el difuso gas ionizado a lo largo del miembro E y el débil miembro H. El miembro E podría interpretarse como una entidad cinemáticamente independiente.

Las posiciones de rendija con AP 133° y AP 128° indican que las partes centrales de los miembros F1 y F2 no muestran gradientes importantes en velocidad. La rendija con AP 133°, precisamente la que atraviesa el eje mayor que conecta ambos objetos, muestra un comportamiento sinosuidal que no es observado en el otro ángulo de posición. La rendija con AP 128°, que no pasa exactamente por el centro de F2, muestra un aparente movimiento hacia velocidades radiales positivas en el débil gas ionizado al norte de F1. Este movimiento (*streaming motion*) parece estar conectado con el extremo más sudoriental de H. En cualquier caso, F1 y F2 parecen ser cinemáticamente diferentes de la cola de marea que nace al sudoeste del complejo A+C. Es interesante notar que la velocidad radial media de los miembros E y F son muy similares, aunque sean objetos relativamente distantes dentro del grupo. Estas velocidades son consistentes con las esperadas por su localización en el mapa de HI obtenido por Williams et al. (1991). Ambos objetos se encuentran en una zona en la que la velocidad del gas neutro es prácticamente constante.

Finalmente, el miembro G fue observado con la rendija con AP 133°. La morfología de esta galaxia indica que es un pequeña galaxia de disco vista casi de cara. Muestra un gradiente linear de velocidad, con un incremento de velocidad radial hacia el noroeste. La amplitud de la variación de esta velocidad es de unos 50 km s<sup>-1</sup>. Este comportamiento indica que la galaxia tiene rotación de sólido-rígido. El mapa de velocidad del miembro G obtenido por Richer et al. (2003) muestra un gradiente de velocidad similar en este objeto; la velocidad radial se incrementa desde el sudeste hacia el noroeste.

### 7.1.2 Discusión

#### Edades de los brotes y poblaciones estelares

La primera estimación de la edad de la formación estelar en el brote principal de HCG 31 fue realizada por Rubin et al. (1990). Suponiendo que las estrellas WR no contribuyen significativamente a la ionización del gas, estos autores encuentran  $N(WR)/N(OB) \sim 5$ . Usando este cociente, sugirieron que el último brote de formación estelar ocurrió hace unos 10 Ma y ha decaído rápidamente hasta nuestros días. IV97 determinó las edades de los brotes empleando diagramas de formación estelar U - B frente a V - I combinados con los modelos de síntesis evolutivos descritos por Leitherer y Heckman (1995). Encontraron una edad enre 3.16 y 10 Ma para los brotes más jóvenes, pero también detectaron una población subyacente de estrellas viejas en algunas zonas. IV97 tambien estudiaron el diagrama H $\alpha$  frente a U detectando dos brotes en A+C y B: el primero con una edad de unos 10 Ma relacionado con una actividad normal de formación estelar y otro ligeramente más joven debido a la formación estelar durante la interacción. El miembro G parece tener también un comportamiento similar. IV97 sugirieron que E es un miembro joven del grupo, pero que su SFR había decaído en los últimos 10 Ma. Para estos autores, el miembro F muestra una edad casi coincidente con la de los brotes más jóvenes encontrados en A+C y B; este objeto podría haberse creado recientemente a partir del gas expulsado durante la interacción. IV97 concluyeron que el punto

| Método                            | А               | В             | С               | Е              | F1              | F2              | G                | Н               | Q & D    | Ref.              |
|-----------------------------------|-----------------|---------------|-----------------|----------------|-----------------|-----------------|------------------|-----------------|----------|-------------------|
| $H\alpha$ vs. U                   | 3-10            | $\sim 10$     | 3-10            | $\sim 10$      | 3 - 10          |                 | $\sim 10$        |                 |          | IV97              |
| $(V \text{ vs. } I) + W(H\alpha)$ | $\sim 5$        | 5 - 10        | $\sim 5$        | 1 - 3          | < 4             |                 | $\sim 5$         |                 |          | $JC00^d$          |
| $W(H\beta)^a$                     | $6.5 \pm 1.5$   | $7\pm1$       | $5\pm1$         | $5.5 \pm 1.5$  | $2.5 \pm 0.5$   | $2.5 \pm 0.5$   | $7\pm1$          | $4.5 \pm 1.5$   |          | $ET^e$            |
| $W[O III]^a$                      | $6.5 \pm 1.5$   | $7\pm1$       | $4.5 \pm 1.5$   | $6\pm1$        | $2.5 {\pm} 0.5$ | $2.5 {\pm} 0.5$ | $5\pm1$          | $4.5 {\pm} 1.5$ |          | $ET^e$            |
| $W(H\beta)^b$                     | $7\pm1$         | $7\pm1$       | $4.5 \pm 0.5$   | $5.5 \pm 1.5$  | $2.5 {\pm} 0.5$ | $2.5 {\pm} 0.5$ | $5\pm 1$         | $4\pm1$         |          | $ET^e$            |
| $(U - B)^c$                       | $7.5 \pm 3.5$   | $7.5 \pm 3.5$ | $8.5 \pm 3.5$   | $8\pm3$        | $3.5 {\pm} 0.5$ | $3.5{\pm}0.5$   | $8.5 \pm 3.5$    |                 | >500     | $ET^e$            |
| $(B-V)vs.(U-B)^c$                 | $10.5 \pm 4.5$  | $10\pm 5$     | $10.5 \pm 4.5$  | $10.5 \pm 4.5$ | $4\pm1$         | $4\pm1$         | $10.5 {\pm} 4.5$ |                 |          | $ET^e$            |
| $(V-R)^c$                         | $6.5 \pm 1.5$   | $7\pm1$       | $6\pm1$         | $7\pm1$        | $3\pm 1$        | $3\pm 1$        | $7\pm1$          |                 | >100     | $ET^e$            |
| $(V-J)^c$                         | $9\pm 2$        | $6.5 \pm 1.5$ | $7\pm1$         | $6.5 \pm 0.5$  | $3 \pm 0.5$     | $4.5 {\pm} 0.5$ | $7\pm1$          |                 | >100     | $ET^e$            |
| $(J-H)$ vs. $(H-K_S)^c$           | $7.5 {\pm} 0.5$ | $7\pm1$       | $4.5 {\pm} 0.5$ | $5.5 \pm 1.5$  | $3.5{\pm}0.5$   | $4.5{\pm}0.5$   | $7\pm1$          |                 |          | $ET^e$            |
| Edad (Myr)                        | $7\pm1$         | $7\pm1$       | $5\pm1$         | $6\pm1$        | $2.5 {\pm} 0.5$ | $2.5 {\pm} 0.5$ | $6\pm1$          | $4\pm1$         | $>\!500$ | $\mathrm{ET}^{e}$ |

TABLA 7.5: Estimaciones de edades para los brotes de HCG 31.

<sup>a</sup> Modelos de Stasińska y Leitherer (1996).

<sup>b</sup> Modelos de galaxias WR de Schaerer y Vacca (1998).

<sup>c</sup> Modelos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999).

 $^d$  Johnson y Conti (2000) usando datos de H<br/>sr.  $^e$  Este trabajo.

más destacado es que el episodio más reciente de formación estelar se ha producido en todas las galaxias de manera casi simultánea, implicando que podría haber sido provocado por la interacción entre las galaxias A y C. De esta manera, estos autores sugirieron que han ocurrido varios episodios de formación estelar en HCG 31: el más reciente parece dominar A+C y F y el más antiguo en E, siendo similar la contribución de ambos para los miembros B y G.

La emisión H $\alpha$  traza la actividad reciente de formación estelar.  $W(H\alpha)$  puede usarse para estimar las edades de los episodios más frecuentes de formación estelar dado que disminuye con el tiempo (ver § 4.7.2). Johnson y Conti (2000) compararon las  $W(H\alpha)$  observadas con las predicciones dadas por los modelos de Leitherer y Heckman (1995). Estos autores encontraron que los objetos con emisión nebular son muy jóvenes (menos de 10 Ma), con un pico en la distribución correspondiente a edades de unos 5 Ma. A+C, B y G muestran señales de formación estelar sobre los últimos 10 Ma, con un pico hace 5 Ma. Tambien notaron que B muestra un pico secundario a 10 Ma, E muestra formación estelar joven (1–3 Ma) y una población vieja similar a otros miembros, aunque F tenía un valor muy elevado de  $W(H\alpha)$ , indicando una edad inferior a 4 Myr.

Hemos comparado nuestros colores en banda ancha (óptico y NIR) con los modelos de síntesis de poblaciones de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) para estimar la edad de los brotes. Hemos seleccionado dos modelos diferentes, ambos para un brote instantáneo con una IMF de Salpeter, una masa total de  $10^6 M_{\odot}$  y con un límite superior de masa de 100  $M_{\odot}$ , pero con dos metalicidades diferentes: Z/Z<sub>0</sub>=0.4 y Z/Z<sub>0</sub>=0.2. Las metalicidades que hemos determinado para la abundancia de oxígeno de los miembros de HCG 31 (ver Tabla 7.4) indican que este rango es el adecuado.

Es de esperar que los brotes jóvenes de formación estelar tengan colores U-B muy negativos, proveniendo la mayoría de la luminosidad en ambas bandas de poblaciones de estrellas masivas. Hemos usado este parámetro para estimar la edad del brote más reciente en nuestros sistemas, comparando el color U-B con el resultado



FIGURA 7.10: (a) Diagramas U - B frente a B - V y (b)  $H - K_S$  frente a J - H comparando los valores observados en los objetos de HCG 31 con las predicciones teóricas de los modelos STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) para brotes instantáneos con IMF de Salpeter. Hemos indicado con flechas algunas edades del modelo con  $Z/Z_{\odot}=0.4$  model, indicando así la evolución temporal del brote. Hemos incluido los valores fotométricos determinados para la región A1 con un cuadrado.

de los modelos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) anteriormente citados. Los resultados se recopilan en la Tabla 7.5. Queremos recalcar que con nuestros datos espectroscópicos hemos obtenido el enrojecimiento interestelar para la mayoría de las galaxias del grupo, permitiéndonos romper la degeneración existente entre edad y enrojecimiento en los diagramas color-color en banda ancha [ver Johnson et al. (1999)]. Encontramos que los miembros D y Q muestran los colores U - B más elevados, siendo por tanto galaxias más evolucionadas, con una edad >500 Ma y sin evidencias de formación estelar reciente. Por otro lado, los objetos con menor U-B son F1 y F2. Así, pueden interpretarse como los miembros más jóvenes del grupo, con edades inferiores a 5 Ma. No existe una única solución para la edad del resto de los objetos como consecuencia del comportamiento sinusoidal de la relación entre el color U - B y la edad. Hemos intentado solucionar esta ambigüedad empleando el diagrama U - B frente a B - V (ver Figura 7.10a). Observamos que los puntos observacionales concuerdan relativamente bien con los modelos, proporcionando (en principio) una buena determinación de la edad. De nuevo, vemos que F1 y F2 son indudablemente los objetos más jóvenes. Pero aún somos incapaces de solucionar la ambiguedad en edad en la zona con  $(U-B) \leq -0.6$  y  $(B-V) \geq -0.1$ , la región donde se encuentra la mayoría de los datos. No obstante, el hecho de que los puntos observacionales concuerden bien con las estimaciones teóricas para modelos con un único brote de formación estelar indica que la contaminación de los colores U - B y B - V por poblaciones de estrellas viejas no debe ser relevante. Esta afirmación es apoyada por el buen acuerdo encontrado entre las edades estimadas usando únicamente el color U - B y los diagramas U - B frente a B - V.



FIGURA 7.11: (*Izquierda*)  $F([O III] \lambda 5007)$  frente a  $W(H\beta)$  usando los modelos de Stasińska y Leitherer (1996). Las líneas corresponden a secuencias de modelos con diferentes metalicidades y densidades electrónicas. Cada símbolo marca la posición de un modelo con un intervalo de 1 Ma, comenzando en la esquina superior derecha del diagrama con una edad 1 Ma. Los objetos F1 y F2 se encuentran entre los símbolos de 2 y 3 Ma. (*Derecha*) Diagrama  $W(H\beta)$  frente a U - B comparando las predicciones teóricas de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) para brotes instantáneos con IMF Salpeter con los datos observados en los miembros de HCG 31. Se han marcado con flechas algunas edades del modelo con  $Z/Z_{\odot}=0.4$ , mostrando la evolución temporal del brote.

Hemos empleado los colores NIR para obtener estimaciones independientes de la edad y para inspeccionar la importancia de la población vieja subyacente. Es bien conocido que los colores NIR son indicadores muy buenos de la edad de la población estelar una vez que se ha fijado la metalicidad (Vanzi et al. 2000; Vanzi et al. 2002). Modelos de síntesis evolutivos muestran que los colores NIR de poblaciones jóvenes difieren significativamente de los de estrellas viejas. Así, hemos empleado el color V - J como estimador de la edad de los brotes de HCG 31; tabulamos los resultados en la Tabla 7.5. Es de destacar que los objetos F1 y F2 proporcionan de nuevo los valores más bajos de edad, mientras que los objetos Q y D parecen ser los sistemas más viejos, con edades superiores a 100 Ma. En la Figura 7.10b representamos los colores NIR J - H frente a  $H - K_S$  de nuestros objetos y los resultados de los modelos de Starburst 99. Los colores J - H de las galaxias con formación estelar en HCG 31 son claramente lo que se esperarían para poblaciones jóvenes, mientras que valores del orden de 0.5-0.6 son los típicos esperados para las poblaciones evolucionadas (Vanzi et al. 2002). Como en los diagramas previos, los datos observacionales están en muy buen acuerdo con los modelos, indicando una pequeña contribución de la población vieja subyacente. De hecho, los valores determinadas mediante el uso del diagrama J - H frente a  $H - K_S$  prácticamente coinciden con aquellos determinados con los indicadores ópticos.

Nuestros datos espectroscópicos pueden también emplearse como indicadores independientes de la edad de los brotes. Así, hemos usado los modelos de Stasiñska y Leitherer (1996) de regiones H II ionizadas por un *starburst* inmerso en una nube de gas con la misma metalicidad. Hemos seleccionado dos modelos, ambos con metalicidad Z/Z<sub>0</sub> = 0.25 y masa total de M/M<sub>0</sub>=10<sup>3</sup> y 10<sup>6</sup>. En la Figura 7.11 (izquierda) representamos nuestros valores observacionales de  $W(H\beta)$  y [O III]  $\lambda$ 5007/H $\beta$  (ver Tablas 7.2 y 7.3) comparándolos con los modelos teóricos. Todos los objetos muestran un excelente ajuste excepto B, que es la galaxia que posee la mayor contribución de continuo estelar subyacente en su espectro. Incluimos en la Tabla 7.5 todas estas estimaciones de edad usando los modelos de Stasiñska y Leitherer (1996). El hecho de que ambos indicadores muestren edades similares indica que el continuo estelar subyacente tiene un efecto muy limitado sobre  $W(H\beta)$ . También hemos usado los modelos de Schaerer y Vacca (1998) comparando los valores observados de  $W(H\beta)$ con las predicciones teóricas. Como se puede observar, las edades así obtenidas están de nuevo en excelente acuerdo con las encontrados usando métodos independientes.

La última línea de la Tabla 7.5 muestra la edad finalmente adoptada para cada objeto. Este valor es el más probable teniendo en cuenta los indicadores que son más característicos de las poblaciones de estrellas masivas,  $W(H\beta)$ , W(O III) y el color U-B. Observamos que, indudablemente, los objetos F1 y F2 albergan los brotes más recientes, con una edad entre 2 y 3 Ma. El miembro H tambien parece ser un objeto muy joven, aunque la baja señal-a-ruido de su espectro no nos permite confirmarlo definitivamente. Los miembros A, B, E y G muestran edades entre 5 y 8 Myr, mientras que el objeto más brillante del grupo (el miembro C) parece tener una edad intermedia entre estos dos extremos. Queremos notar que es significativa la consistencia de las estimaciones de edad obtenidas empleando modelos teóricos diferentes y diversos indicadores empleando datos independientes: imágenes en óptico, imágenes en NIR y espectroscopía óptica. Esto indica la pequeña contribución de las población de estrellas viejas subyacente y la robustez del actual conocimiento sobre starbursts y los modelos disponibles para su análisis. Podemos verlo gráficamente comparando datos fotométricos y espectroscópicos, como hacemos en la Figura 7.11 (derecha), donde representamos nuestros valores observacionales de  $W(H\beta)$  (obtenidos mediante espectroscopía) con el color U-B (obtenido mediante las imágenes) y comparando con las predicciones teóricas de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999). Encontramos un buen acuerdo entre modelos y predicciones.

Hemos analizado los perfiles de brillo superficial de los miembros A+C, E, F1, F2 y G para estudiar la distribución espacial de sus diferentes poblaciones estelares y buscar una posible componente de baja luminosidad. Hemos seguido el método explicado en § 5.2.1. La Figura 7.12 muestra el brillo superficial para los filtros U, B, V y J en función del radio de la apertura para A+C, G, E y F1. Este análisis no es preciso para el estudio de morfologías irregulares como las encontradas en B y en A+C, pero es útil para conseguir nuestro objetivo principal y válida para objetos compactos circulares como E, F1 y F2. Un estudio detallado de perfiles de brillo superficial en BCDGs puede encontrarse en Cairós et al. (2001a), quienes incluyeron algunos miembros de HCG 31: Mkn 1089 (el complejo A+C) y Mkn 1090 (miembro G). Estos autores encontraron que el complejo A+C presenta un perfil exponencial,



FIGURA 7.12: Perfiles de brillo superficial y de color para el complejo A+C y los miembros G, E y F1 de HCG 31. La línea en los diagramas de brillo superficial es un ajuste exponencial al perfil en V, mientras que la línea vertical representa el *seeing* medio. Las líneas horizontales punteadas en los diagramas de perfil de color indican el color medio de cada sistema. Para F1 también mostramos el perfil de brillo superficial en el filtro R y un ajuste exponencial.

TABLA 7.6: Parámetros estructurales de algunas galaxias de HCG 31.

| Miembro          | A+C   | Е     | F1                              | F2    | G     |
|------------------|-------|-------|---------------------------------|-------|-------|
| Comp. subyacente | sí    | ?     | $^{ m no}_{ m 22.25}_{ m 0.56}$ | no    | ?     |
| $\mu_{V,0}$      | 21.66 | 22.12 |                                 | 23.43 | 21.52 |
| $\alpha_V$ (kpc) | 2.38  | 0.82  |                                 | 2.52  | 1.58  |

mientras que el miembro G tiene un buen ajuste tanto con el perfil exponencial como con el de Vaucouleurs. En la mayoría de las galaxias observadas, Cairós et al. (2001a) encuentran una componente de bajo brillo superficial subyacente a la contribución del *starburst*, pero no en el caso de las galaxias de HCG 31.

En la Figura 7.12 mostramos los perfiles de color radial U-B, B-V y V-Jdeterminados de la sustracción directa de dos perfiles de luz. No pueden emplearse para detectar variaciones pequeñas en las regiones internas de las galaxias pero sí son útiles para describir la variación del color con el radio. En estos gráficos incluimos el color medio determinado para cada sistema (ver Tabla 7.1) con una línea horizontal. Así, esta línea muestra el color dentro del radio  $3\sigma$  usado para la fotometría de apertura. Hemos centrado el perfil radial de A+C justo entre los dos brillantes zonas centrales (ver Figura 7.1). En la Figura 7.12 podemos ver que A+C tiene una componente de baja luminosidad subyacente al brote porque el perfil de brillo superficial puede separarse en dos componentes: una estructura de disco y la contribución del starburst. Esta componente subyacente no fue detectada por Cairós et al. (2001a) y también se puede observar en los perfiles de color U-By V - J. En la Tabla 7.6 recopilamos el ajuste a una ley exponencial en el filtro V (ver §5.2.1), siendo  $I_0$  la intensidad central y  $\alpha$  la longitud de escala. También hemos incluido este ajuste en los perfiles de la Figura 7.12. En el miembro G el ajuste en relativamente bueno, sugiriendo que no posee una componente vieja subyacente de importancia. Sin embargo, los perfiles de color (especialmente V – J) muestran un comportamiento extraño que puede explicarse por puras razones geométricas, pues los starbursts de G no están localizados en su centro sino en la zona nordoccidental (ver Figura 7.1). E podría poseer una componente subyacente débil, pero no podemos confirmarlo. El ajuste exponencial en este objeto sólo se realizó para radios mayores que el considerado para la fotometría óptica. Finalmente, no detectamos ninguna componente de baja luminosidad en F1 y F2 en filtros ópticos. Puede verse que la población de estrellas viejas no es significativa en estos objetos, que están claramente dominados por el starburst. Este resultado está en excelente acuerdo con nuestras determinaciones de edad (ver Tabla 7.5). Johnson y Conti (2000) también subrayaron que F1 y F2 eran los únicos objetos en HCG 31 que no mostraban poblaciones viejas<sup>4</sup>. Consideramos que F1 y F2 parecen ser *realmente* objetos muy jóvenes y recién formados, por lo que la contribución relativa de una hipotética población vieja, en caso de existir, sería muy pequeña.

#### Poblaciones de estrellas WR

Hemos empleado los modelos de síntesis de poblaciones de Schaerer y Vacca (1998) para estrellas O y WR en *starbursts* jóvenes para estimar el número de estrellas WR en F1 y F2. Siguiendo Vacca y Conti (1992) y lo explicado en § 4.7.1, hemos supuesto  $L(H\beta)=4.76\times10^{36}$  erg s<sup>-1</sup> para una estrella O7V y  $L(WNL 4686)=1.7\times10^{36}$  erg s<sup>-1</sup> para una única estrella WNL. El flujo corregido por extinción de la línea HeII  $\lambda$ 4686 es  $4.69\times10^{-17}$  erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup> en F1 y  $2.26\times10^{-17}$  erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup> para F2 (ver Tabla 7.7). Sin embargo, debemos corregir estos valores por el tamaño de la rendija con respecto al tamaño real de cada miembro. Siguiendo los valores fotométricos,

 $<sup>^4</sup>$ No obstante, siguiendo el estudio de Noeske et al. (2003), es de esperar en F1 y F2 una probable población vieja si se analizan ambos usando fotometría con alta resolución espacial en Nir, dado que la emisión del *starburst* domina completamente en el óptico

|                                   | С                      | F1                     | F2                     |
|-----------------------------------|------------------------|------------------------|------------------------|
| $F(\text{He II } \lambda 4686)^a$ | $2.04 \times 10^{-16}$ | $4.69 \times 10^{-17}$ | $2.26 \times 10^{-17}$ |
| W(He II λ4686) (Å)                | $0.34 {\pm} 0.07$      | $2.66 {\pm} 0.5$       | $2.03 \pm 0.6$         |
| Corrección tamaño rendija         | 7.3                    | 4                      | 2                      |
| Tamaño (kpc <sup>2</sup> )        | 6.43                   | 0.98                   | 0.49                   |
| η                                 | 0.25                   | 0.50                   | 0.50                   |
| Estrellas WNL                     | 300                    | 40                     | 10                     |
| Estrellas O                       | 96600                  | 1660                   | 680                    |
| WR/(WR+O)                         | 0.003                  | 0.024                  | 0.014                  |
| $WR/(WR+O)^b$                     | 0.008                  | 0.022                  | 0.015                  |
| $WR/(WR+O)^c$                     | 0.057                  |                        |                        |

TABLA 7.7: Análisis de las poblaciones de estrellas O y WR en C, F1 y F2.

 $^a$  En unidades de  $\mathrm{erg\,cm^{-2}\,s^{-1}}$ 

 $^b$ Basado en nuestras determinaciones del flujo del WR bumpazul.  $^c$ Basado en W(HeII  $\lambda 1640)$ obtenido por Johnson et al. (1999).

hemos adoptado un cociente de 4 para F1 y de 2 para F2. Teniendo en cuenta la distancia a la que se encuentra HCG 31 (54.8 Mpc), obtenemos una luminosidad para la línea de  $\text{He\,{\sc ii}}$   $\lambda$ 4686 de 4.27 $\times 10^{39}$  erg s<sup>-1</sup> para F1 y 1.71 $\times 10^{39}$  erg s<sup>-1</sup> para F2. Si suponemos que toda la contribución a esta línea de emisión proviene de estrellas WNL, contabilizamos alrededor de 40 y 10 estrellas WR en F1 y F2, respectivamente. Usando el flujo de H $\beta$ , corrigiendo la contribución de estrellas WR al flujo ionizante y la contribución de otras estrellas O [hemos determinado que  $\eta \equiv 0.07 \text{V}/0=0.25$  para C y  $\eta=0.5$  para F1 y F2 a partir de la edad calculada para cada brote, ver Figura 21 en Schaerer y Vacca (1998)], finalmente obtenemos alrededor de 1660 y 680 estrellas O y un cociente WR/(WR+O) de 0.024 y 0.014 para F1 y F2, respectivamente.

Hemos realizado un análisis similar para C, obteniendo un cociente WR/(WR+O)de 0.003. Este valor es similar a la estimación de 0.005 conseguida por Guseva et al. (2000). Mostramos todos los valores observados y determinados para las poblaciones de estrellas WR en C, F1 y F2 en la Tabla 7.7. Hemos comparado estos resultados con las predicciones de los modelos de Schaerer y Vacca (1998). En la Figura 7.13a representamos el flujo de la línea de emisión He II  $\lambda$ 4686 frente a la anchura equivalente de Heta para los modelos con 0.4 y 0.2  $Z_{\odot}$ . Observamos que F1 y F2 muestran un acuerdo muy bueno con los modelos, pero no ocurre lo mismo en C. Esta diferencia entre los valores predichos y observados en C parece ser real, ya que Guseva et al. (2000) obtuvieron un cociente WR/(WR+O) similar. La diferencia podría atribuirse a efectos de apertura. Quizás, el área observada dentro del complejo A+C no comprende el área rica en WR (cosa que no afecta a F1 y F2 dado su pequeño tamaño relativo). Es bastante probable que estamos midiendo toda la emisión de las estrellas WR localizadas en los brotes F1 y F2.

En la Tabla 7.7 también incluimos el cociente WR/(WR+O) determinado usando dos calibraciones proporcionadas por Schaerer y Vacca (1998): una empleando el flujo del WR bump azul (y su ecuación 17, ver Ecuación 4.13) y la otra, usada sólo para C, empleando la anchura equivalente de la línea de emisión  ${
m He\,{\scriptstyle II}}$   $\lambda 1640$  (su ecuación 18, ver Ecuación 4.14). Supusimos que todo el flujo del WR *bump* proviene



FIGURA 7.13: (a) F(He II) frente a  $W(\text{H}\beta)$  para los modelos de Schaerer y Vacca (1998) comparados con nuestros resultados para C, F1 y F2. (b) WR/(WR+O) frente a  $W(\text{H}\beta)$  para los modelos de Schaerer y Vacca (1998), incluyendo nuestros resultados a partir de espectroscopía óptica (*círculos*) y el obtenido a partir del flujo de la línea de emisión He II  $\lambda$ 1640 (*triángulo*) por Johnson et al. (1999) usando la calibración dada en la ecuación 18 de Schaerer y Vacca (1998) (ver Ecuación 4.14).

de la línea de emisión de He II  $\lambda$ 4686. Encontramos un buen acuerdo para F1 y F2 pero no para C. Empleamos  $W(\text{He II}) \lambda 1640$  obtenida mediante espectroscopía Uv usando HsT y dada por Johnson et al. (1999) en C, y la calibración de Schaerer y Vacca (1998) para esta línea de emisión en particular (su ecuación 18). Encontramos WR/(WR+O) $\approx$ 0.057, un orden de magnitud mayor que nuestras estimaciones usando el flujo del WR *bump* azul y el encontrado por Guseva et al. (2000). Este valor, que está en mejor acuerdo con las predicciones teóricas, se representa con un triángulo en la Figura 7.13b. La diferencia entre los valores ópticos y Uv puede deberse al hecho de que el espectro Uv fue obtenido mediante observaciones del HST en las zonas más brillantes del complejo A+C, precisamente en las regiones donde se encuentran las estrellas WR y el mayor ritmo de formación estelar. Así, estas determinaciones basadas en  $W(\text{He II}) \lambda 1640$  deberían estar menos afectadas por efectos de apertura.

#### Ritmos de formación estelar

Podemos usar la emisión en H $\alpha$  para calcular el ritmo de formación estelar (SFR) en cada brote de HCG 31. IV97 presentaron las luminosidades en H $\alpha$  obtenidas a partir de imágenes CCD para cada uno de los miembros de HCG 31. Hemos empleado sus datos, junto con la calibración de Kennicutt (1998) (ver Ecuación C.9), para estimar el SFR, pero debemos corregir varias contribuciones. Primero, por distancia: IV97 consideraron que el grupo compacto estaba a 41.23 Mpc mientras que nosotros

| Miembro          | $\log L(H\alpha)$ | SFR $(M_{\odot} \text{ yr}^{-1})$ | SFR $(M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \text{ kpc}^{-1})^a$ | $Referencia^b$                             |
|------------------|-------------------|-----------------------------------|--|--|
| A+C              | 41.78             | 4.77                              |  | IV97 adaptado                              |
| A+C zona interna | 41.54             | 2.74                              | 0.43   | Spec, $r = 7.3$ , $A = 6.43 \text{ kpc}^2$ |
| A1               | 38.76             | 0.005                             | 0.01   | Spec, $r = 2$ , $A = 0.42 \text{ kpc}^2$   |
| В                | 40.22             | 0.13                              | 0.04   | Spec, $r = 6$ , $A = 2.94 \text{ kpc}^2$   |
| E                | 40.50             | 0.27                              |  | IV97 adaptado                              |
| E                | 40.05             | 0.09                              | 0.05   | Spec, $r = 7$ , $A = 1.715 \text{ kpc}^2$  |
| F1               | 40.40             | 0.20                              |  | IV97 adaptado                              |
| F1               | 40.12             | 0.10                              | 0.10   | Spec, $r = 4$ , $A = 0.98 \text{ kpc}^2$   |
| F2               | 40.09             | 0.10                              |  | IV97 adaptado                              |
| F2               | 39.67             | 0.04                              | 0.08   | Spec, $r = 2$ , $A = 0.49 \text{ kpc}^2$   |
| G                | 40.75             | 0.41                              |  | IV97 adaptado                              |
| G                | 40.60             | 0.31                              | 0.06   | Spec, $r = 10$ , $A = 4.9 \text{ kpc}^2$   |
| Н                | 38.17             | 0.001                             | 0.015  | Spec, $r = 1, A = 0.26 \text{ kpc}^2$      |

TABLA 7.8: Ritmos de formación estelar para los brotes de HCG 31.

a Determinado considerando el SFR mostrado en la columna 3 y el área A total del brote mostrado en la columna 5. b El parámetro r muestra el cociente entre el área total del brote y el área cubierta por la rendija.

estamos usando la distancia de 54.8 Mpc. También debemos corregir por extinción, empleando los valores de enrojecimiento determinados para cada brote. Finalmente, debemos restar la contribución de la emisión de [N II] al flujo total de H $\alpha$ , que representa entre el 5 y el 15% del flujo total observado en el filtro estrecho de H $\alpha$ . En la Tabla 7.8 recopilamos la luminosidad H $\alpha$  corregida y los SFR encontrados en cada caso.

También hemos estimado el SFR a partir de la luminosidad en H $\alpha$  medida en nuestros espectros. Hemos considerado el tamaño de la rendija con respecto al área total de cada brote para estimar la luminosidad total (es el factor r en la Tabla 7.8). Incluimos los resultados obtenidos con este método en la Tabla 7.8, al igual que el ritmo de formación estelar por kpc (obtenido dividiendo el SFR por el área total, A, observada en cada brote). Observamos que en general hay un buen acuerdo entre ambos métodos, aunque los resultados obtenidos a partir de los datos de IV97 son sistemáticamente mayores por un factor 2. Como podíamos esperar, el mayor SFR se encuentra en el centro del complejo A+C, con 4.77  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup> (usando datos de IV97) y 2.74  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup> (usando los datos espectroscópicos). Podemos comparar estos valores con el SFR determinado con los flujos en FIR, empleando la ecuación de Kennicutt (1998) (ver Ecuación C.10),  $SFR_{\rm FIR}$ =3.18  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup>, en buen acuerdo con nuestra estimación usando los datos espectroscópicos. También queremos recalcar que C, F1 y F2 son los sistemas con mayor SFR cuando consideramos el tamaño de los brotes.

#### La relación luminosidad-metalicidad

Richer et al. (2003) usaron la relación entre magnitud absoluta y metalicidad para galaxias enanas irregulares propuesta por Richer y McCall (1995) (ver Ecuación 4.1) en HCG 31, encontrando que la posición de A y C es muy inusual. De hecho, estos objetos parecen ser demasiado luminosos para su abundancia de oxígeno. En la Figura 7.14 mostramos la relación luminosidad-metalicidad de Richer y McCall (1995) [al igual que hicieron Richer y McCall (1995), extrapolada a altas luminosidades] y nuestros datos observacionales. Nuestros cocientes O/H son muy similares a los adoptados por Richer et al. (2003) para los miembros C y F. En el caso del miembro B nuestra determinación es 0.2 dex inferior a la ofrecida por estos autores, siendo ahora similar a las abundancias del resto de los objetos brillantes del grupo. Para el caso de A sólo disponemos de una estimación indirecta de su cociente O/H usando el espectro de la zona A1 y las calibraciones empíricas. Teniendo en cuenta las abundancias sistemáticamente mayores que encontramos usando calibraciones empíricas, preferimos usar la estimación directa de O/H obtenida por Izotov y Thuan (1998) como representativa del miembro A. Con esta abundancia, la posición de este objeto es similar al resto. La posición del miembro H es muy incierta porque sólo tenemos un límite inferior a su magnitud absoluta y el cociente O/H se estimó únicamente mediante calibraciones empíricas.

En la Figura 7.14 (*izquierda*) podemos observar que la posición inusual de A y C con respecto a la relación luminosidad-metalicidad observada previamente por Richer et al. (2003) es también compartida por el resto de galaxias brillantes del grupo, B y G. Así, los miembros A, B, C y G (los cuatro más brillantes de HCG 31) muestran cocientes O/H similares  $[12+\log(O/H)=8.0-8.2]$ , sobre 0.3 dex (un factor 2) inferiores a los esperados por la relación de Richer y McCall (1995). Consideramos que este comportamiento es real porque las abundancias de oxígeno están bien determinadas<sup>5</sup>, basadas en medidas directas de  $T_e$  para la mayoría de los objetos. Además, como se comentó anteriormente, nuestras abundancias son similares a estimaciones previas encontradas en la literatura. La discrepancia sistemática de los objetos en este diagrama podría explicarse también mediante un desplazamiento de unas 2 magnitudes en el eje de ordenadas. Esta cantidad es demasiado elevada como para que ser explicada por los errores observacionales. Nuestras magnitudes absolutas son similares a las determinadas en trabajos previos y los colores determinados (incluso comparando los colores ópticos e NIR) no muestran ningún indicio que sugiriese la presencia de problemas en la calibración en flujo.

La posición aparentemente inusual de las galaxias de HCG 31 con respecto a la relación luminosidad-metalicidad merece una discusión más detallada. Richer et al. (2003) interpretaron las posiciones de A y C como una combinación de la dilución del gas como consecuencia de caída de gran cantidad de materia hacia las regiones centrales de las galaxias (consecuencia de las interacciones) y a la alta luminosidad transitoria debida a la fuerte formación estelar. Teniendo en cuenta nuestros resultados, la explicación propuesta por Richer et al. (2003) basada en caída de material parece improbable. Es difícil entender cómo las cuatro galaxias pueden experimentar este fenómeno de manera que produzca abundancias finales similares en todos los objetos. Las cuatro galaxias se localizan en distintas posiciones dentro del grupo y muestran características físicas diferentes; por lo tanto, las propiedades e intensidades de hipotéticas caídas de material hacia ellas serían también diferentes.

 $<sup>^5\</sup>mathrm{A}$ no ser que existieran fuertes fluctuaciones de temperatura en todos los objetos, cosa improbable.



FIGURA 7.14: (Izquierda) Relación entre luminosidad y metalicidad para las galaxias de HCG 31. La línea continua es la relación para galaxias enanas irregulares encontrada por Richer y McCall (1995), mientras que la línea discontinua es una extrapolación para altas luminosidades. Los cocientes O/H para los miembros A1 y H son estimaciones basadas en métodos empíricos. El cociente O/H del miembro A es el proporcionado por Izotov y Thuan (1998) (IT98). (Derecha)  $M_B$  versus tiempo para los modelos indicados de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999).

Es evidente que la verdadera causa de esta discrepancia debería explicar la posición en los cuatro objetos. Debemos tener en cuenta que hemos considerado la relación luminosidad-metalicidad usada por Richer et al. (2003) que, al igual que la relación previa de Skillman et al. (1989), fue obtenida para galaxias enanas irregulares en el universo local con  $M_B \ge -18$  (el límite superior para el brillo de una galaxia enana). Todas las galaxias con esta posición inusual en la Figura 7.14 (izquierda) son más brillantes que este límite y, por tanto, no pueden considerarse estrictamente como galaxias enanas, especialmente C que es unas 1.5 magnitudes superior. De hecho, Richer et al. (2003) indicaron que el miembro C posee una luminosidad similar a la de una galaxia espiral de tipo tardío, siendo su posición en la relación luminosidadmetalicidad compatible con el límite inferior en abundancia de este tipo de galaxias (Garnett et al. 1997). Sin embargo, pensamos que la abundancia de oxígeno del miembro C es más consistente con la abundancia experada en las zonas externas de galaxias espirales con luminosidad similar [ver Garnett et al. (1997), su Figura 18]. Hemos determinado la abundancia de oxígeno de la zona más brillante de C. que corresponde al núcleo de la galaxia. Así, la comparación correcta sería con una relación entre la luminosidad y la abundancia central de la galaxia, como se muestra en la Figura 16 de Garnett et al. (1997). En este caso, el miembro C, al igual que las otras tres galaxias brillantes de HCG 31, se localizarían entre 0.5 y 1 dex por debajo de las abundancias centrales proporcionadas por Garnett et al. (1997). En cualquier caso, los cocientes O/H de los miembros más brillantes de HCG 31 son más consistentes con los encontrados en galaxias irregulares de tipo magallánico.
Algunos autores han cuestionado la validez de la relación luminosidad-metalicidad para todas las galaxias enanas. Campos-Aguilar et al. (1993) y Peña y Ayala (1993) no encontraron evidencias de tal relación para BCDGs, mientras que Mc-Gaugh (1994) tampoco observó esta relación para galaxias de bajo brillo superficial. Así, la relación luminosidad-metalicidad puede no ser válida para galaxias ricas en gas. En particular, HCG 31 podría considerarse como un grupo rico en gas porque su cociente  $L_B/M(HI)$  es aproximadamente la unidad, considerando una masa total de hidrógeno atómico de  $2.1 \times 10^{10}~M_{\odot}$  (Williams et al. 1991). Modelos de evolución química proporcionados por Hidalgo-Gámez et al. (2003) indican que una correlación linear entre la luminosidad y la metalicidad podría ser posible para galaxias irregulares enanas sin brotes de formación estelar, pero para objetos con  $M_B \leq$ -18 (justo el límite de la definición de galaxia enana) dicha relación se aplanaría. Esto puede verse gráficamente en la Figura 8 de Hidalgo-Gámez et al. (2003), donde sus modelos de galaxias más luminosas se sitúan en  $12 + \log(O/H) \simeq 8.1$ , precisamente la abundancia de los miembros más brillantes de HCG 31. Otra conclusión interesante de Hidalgo-Gámez et al. (2003) es que las variaciones del cociente de masa estelar-luminosidad contribuyen significativamente a la dispersión en la relación luminosidad-metalicidad. Esto fue apuntado previamente por Peña y Ayala (1993), quienes interpretaron la falta de correlación entre la luminosidad en B y la metalicidad en su muestra de galaxias HII como consecuencia del incremento en la luminosidad debida a la intensa formación estelar que estos objetos están experimentando. Peña y Ayala (1993) propusieron que, una vez que el brote evolucione, la posición de las galaxias se desplazará hacia luminosidades inferiores, quizás acercándose a la relación luminosidad-metalicidad de galaxias enanas irregulares sin brotes de formación estelar. De hecho, Hidalgo-Gámez y Olofsson (1998) propusieron que quizás la magnitud en NIR es mejor indicador a tal efecto, teniedo en cuenta la importante contribución del starburst a la luminosidad en B

Hemos explorado el efecto del comienzo del starburst en la magnitud absoluta en B de una galaxia. En la Figura 7.14 (derecha) mostramos la evolución de  $M_B$  en función del tiempo para brotes con  $Z/Z_{\odot}=0.2$  según predicen los modelos de síntesis de poblaciones de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999). Hemos considerado un brote instantáneo de  $10^6 M_{\odot}$  con tres distintas distribuciones de masa estelar: a) IMF de Salpeter con límite superior de 100  $M_{\odot}$ ; b) IMF de Salpeter con límite superior de 30  $M_{\odot}$  y c) IMF con  $\alpha$ =3.30 y límite superior de 100  $M_{\odot}$ . Creemos que el caso (a) es el más apropiado para las galaxias de HCG 31. De hecho, como indicaron Elmegreen et al. (1993), la formación estelar de estrellas masivas en galaxias en interacción podría ser más eficiente que en otros escenarios, y las nubes tendrían temperaturas internas mayores, produciendo el desplazamiento de la función inicial de masa hacia estrellas más masivas. Por el otro lado, como Johnson et al. (1999) y Johnson y Conti (2000) demostraron, los brotes de formación estelar de NGC 1741 y otros miembros de HCG 31 están compuestos por un gran número de Sscs. El rango de masa de estos cúmulos es entre  $10^4$  y  $10^6$   $M_{\odot}$ , por lo que la evolución de la magnitud en B de las galaxias podría representarse como una combinación de un número elevado de cúmulos evolucionando como se muestra en la Figura 7.14 (derecha). Las diversas curvas indican claramente que la magnitud en B de cada

brote se incrementa en varias magnitudes durante los primeros 10 Ma (y se mantiene relativamente constante) con respecto al brillo en una fase estacionaria. Este efecto está seguramente afectando a la posición de las galaxias de HCG 31 en el diagrama de la Figura 7.14 (*izquierda*) porque sus luminosidades azules están dominadas por *starbursts* jóvenes casi coetáneos. En el futuro, la posición de las galaxias más brillantes (A, B, C y G) se desplazará hacia la derecha del diagrama al evolucionar hacia una fase estacionaria, alcanzando eventualmente posiciones cercanas a la indicada en la relación luminosidad-metalicidad. En este caso, incluso sería posible que alguna de las galaxias se clasificara correctamente como galaxia enana.

Resumiendo, los miembros de HCG 31 están dominados por intensos brotes de formación estelar con edades muy jóvenes, inferiores a 10 Ma. Creemos que la emisión de esta población de estrellas jóvenes y de corta vida está incrementando tan intensamente su luminosidad en *B* que el uso de la relación luminosidad-metalicidad no es apropiada para estos casos. De acuerdo con otras sugerencias previamente apuntadas, proponemos que el uso de esta relación no es adecuada para galaxias dominadas por *starbursts*.

#### ¿Son E y F galaxias enanas de marea?

Al contrario de lo que ocurre con las galaxias brillantes, la posición de los objetos E y F1 en el diagrama O/H versus  $M_B$  (Figura 7.14, *izquierda*) parece ser consistente con la relación luminosidad-metalicidad. Sin embargo, creemos que este hecho es fortuito. Teniendo en cuenta la conclusión a la que llegamos en la sección anterior, los colores muy azules y los pequeños tamaños de estos objetos implican que la contribución de la población joven es incluso más importante que en las galaxias brillantes del grupo. Probablemente, la evolución fotométrica futura de los starbursts moverá su posición hacia luminosidades menores, alejándose de la relación, después de los primeros 10 Ma. Si esta predicción es correcta, favorece la hipótesis de que estos objetos son galaxias enanas de marea, como algunos autores ya han apuntado. Como se comentó anteriormente, los cocientes O/H de E, F1 y F2 son similares a los obtenidos en los miembros brillantes de HCG 31, a pasar de sus distintas luminosidades y distancia al complejo A+C. Además, E, F1 y F2 poseen cocientes N/O similares a los de las galaxias brillantes, dentro de los errores (ver Tabla 7.4). Esta observación es importante, dado que se piensa que la mayoría del N se produce por estrellas de masa intermedia, indicando que el material muestra algún grado de contaminación por poblaciones anteriores. Este hecho favorece que las galaxias no se han originado de nubes de gas puro sino de material expulsado de galaxias químicamente evolucionadas.

Como vimos en § 4.4.2, las galaxias enanas de marea (TDGS) se originan a partir de material de los discos externos de sus galaxias padre. Weilbacher et al. (2003) presentaron resultados de una gran número de candidatos a TDG en una muestra de galaxias interactuantes. Estos autores indicaron que los candidatos a TDG suelen mostrar una cantidad significativa de estrellas viejas y que las colas de marea localizadas a diferentes distancias de la misma galaxia padre no muestra evidencias de gradientes de abundancia a lo largo de toda su extensión. En el

caso de los miembros E y F, no observamos diferencias de abundancia clara, dentro de las incertidumbres, y la presencia de la población evolucionada no parece ser importante. También es importante la ausencia de diferencias en los cocientes O/H entre las galaxias brillantes (especialmente, el complejo A+C) y los miembros E y F. Si E y F fueran realmente TDGs formadas de una de las galaxias más brillantes del grupo (miembros A ó C) y el progenitor fue una espiral (con un gradiente de abundancias), deberían mostrar cocientes O/H menores que el núcleo de la galaxia padre. Este resultado favorece la idea de que el progenitor es probablemente una galaxia irregular con una abundancia más o menos homogénea en todo su volumen.

Weilbacher et al. (2003) obtuvieron un valor medio de  $12+\log(O/H)=8.34\pm0.14$ para su muestra de candidatos a TDGs. Los cocientes O/H de E, F1 y F2 (alrededor de 8.1) son compatibles con el límite inferior de este rango de valores, pero mayores que las abundancias de los tres objetos que Weilbacher et al. (2003) interpretaron como galaxias enanas pre-existentes [ $12+\log(O/H)$  entre 7.6 y 7.8]. Una galaxia enana pre-existente debería tener una abundancia de oxígeno comparable con la relación luminosidad-metalicidad. Si los miembros E, F1 y F2 de HCG 31 fueran galaxias pre-existentes, siguiendo esta relación deberían tener metalicidades alrededor de 0.5 dex inferiores a las galaxias más brillantes del grupo (entre 7.6 y 7.7), pero éstos no son los valores que encontramos. Por otro lado, Weilbacher y Duc (2001) y Weilbacher et al. (2003) indicaron que tres de los compañeros pre-existentes parecían contener una componente importante de estrellas viejas, propiedad que tampoco parece observarse en los objetos E, F1 y F2.

Las galaxias normales son entidades dinámicamente estables, por lo que la mejor definición de una TDG es que sea un objeto auto-gravitante (Duc et al. 2000; Weilbacher y Duc 2001). Para confirmar si un objeto en una cola es realmente una TDG, debemos medir su cinemática. Weilbacher et al. (2003) interpretaron que el candidato a TDG debería estar desacoplado cinemáticamente del movimiento de la cola y, posiblemente, rotando. En la Figura 7.9 podemos ver que la débil cola de marea óptica que surge de la zona sudoeste del miembro C muestra una corriente lineal continua al norte del miembro E, con velocidades desde -100 (en su origen) a  $+50 \text{ km s}^{-1}$  (el miembro H). Sin embargo, como puede verse en la Figura 7.9b, el miembro E muestra un patrón de velocidad muy diferente del comportamiento cinemático de la cola de marea. Este hecho indica dos alternativas: o E no pertenece a la débil cola de marea óptica o se trata de una  $\mathrm{T}_{\mathrm{DG}}$  desacoplada de la cola. El patrón de velocidad de los objetos F1 y F2 es también muy constante y muy distinto a las velocidades encontradas en la cola de marea óptica y, especialmente, a su extremo inferior, el objeto H. Sin embargo, no encontramos evidencias claras de rotación en las distribuciones de velocidad dentro de los objetos F1 y F2.

Como se comentó con anterioridad, las velocidades medias de los objetos F1 y F2 son similares a las de los miembros E y G, que coinciden con la velocidad radial de la nube de HI en esta zona de HCG 31. Este hecho sugiere que quizás E, F1 y F2 están relacionadas con la estructura de HI en forma de brazo que se extiende al sudeste del complejo A+C. Creemos que este patrón de velocidad y la morfología del sistema son compatibles con la presencia de dos estructuras cinemáticas que coinciden espacialmente:

- la estructura de HI en forma de brazo, que se extiende desde A+C en dirección al miembro G, de la que los objetos E y F podrían haberse formado, mostrando un velocidad radial casi constante;
- la cola de marea óptica que surge de la zona sudoccidental del complejo A+C, que consiste en una cadena curvada de débiles regiones de formación estelar y que parece concluir en el objeto H (ver Figura 7.1). Esta cola muestra una clara corriente de marea alejándose de nosotros.

Así, proponemos que los objetos E, F1 y F2 son TDGs constituidos por material encontrado en la estructura sudoriental de HI en forma de brazo, que fue liberada de la galaxia padre, probablemente el complejo A+C por su abundancias químicas relativamente altas y muy similares a las de las galaxias más brillantes del grupo<sup>6</sup>. La aparente ausencia de poblaciones estelares viejas en estos tres objetos indica que se han formado básicamente de material gaseoso pero químicamente evolucionado. De hecho, un máximo local de la emisión en HI coincide con la posición del miembro F (Williams et al. 1991). Estimamos que estos objetos enanos poseen una masa total entre  $10^7$  y  $10^8$   $M_{\odot}$ , los valores típicos para galaxias enanas. Así, los objetos E, F1 y F2 se habrían formado de material liberado del disco de la galaxia padre con un gradiente de abundancias casi plano, posiblemente una galaxia irregular.

#### Revisión de la historia de formación estelar en HCG 31

La historia y el destino final de HCG 31 ha sido ya discutido por varios autores (Rubin et al. 1990; Iglesias-Páramo y Vílchez 1997; Johnson y Conti 2000; Richer et al. 2003), pero creemos que nuestros datos proporcionan nuevas pistas que ayudan a entender mejor este interesante sistema interactuante.

Como ya se ha comentado, la compleja morfología de A+C (doble núcleo, presencia de discos expulsados o colas de marea) y el diagrama posición-velocidad con AP 61° indican que ambas galaxias están en proceso de fusión. De hecho, este objeto parece mostrar la actividad de formación estelar más intensa (y una de las más recientes) de todo el grupo. Además, IV97 indicaron que los colores del complejo A+C se pueden reproducir bien con los modelos de evolución fotométrica de fusiones de dos galaxias de tipo mofológico similar de Fritze-von Alvensleben y Gerhard (1994). O'Halloran et al. (2002) presentaron mapas en 7.7 and 14.3  $\mu$ m y espectrometría de HCG 31 usando el *Infrared Space Observatory* (Iso). Estos autores detectaron fuerte emisión en el infrarrojo medio en el brote central, junto con rasgos de hidrocarburos policíclicos aromáticos (PAH) y una mezcla de otros rasgos como [SIV] a 10.5  $\mu$ m. Los cocientes de flujo 14.3/6.75  $\mu$ m y 14.3/7.7  $\mu$ m sugieren que el brote central de HCG 31 puede estar entrando en su fase *poststarburst*. Por otro lado, Yun et al. (1997) observaron una deficiencia en CO y

 $<sup>^{6}</sup>$ En un artículo posterior al nuestro, Mendez de Oliveira et al. (2006) confirman que los objetos A1, E, F1, F2 y H, junto con un nuevo miembro identificado (R), son candidatos a TDG. Estos autores consideran que A1, E y H probablemente caerán de nuevo a la galaxia padre, pero que F y R pueden sobrevivir como galaxias independientes.

una distribución peculiar de gas molecular. El pico más brillante de CO se localiza justo en la región entre las galaxias A y C, y el aumento de la emisión de CO y la formación estelar asociada puede ser el resultado de una fusión en proceso. Dichos autores interpretaron estas observaciones con un escenario en el que el grupo compacto está sujeto a continuos desbordamientos (*tidal disruptions*) de marea. Así, tanto la formación estelar inducida por las mareas y la expulsión de material pueden ser las causas de la reducción de la reserva de gas molecular. Probablemente ésta es la situación de HCG 31, teniendo en cuenta las distintas y complejas evidencias de interacción, fusión y expulsión de material por fuerzas de marea que muestra el sistema. Yun et al. (1997) también encontraron un comportamiento similar en la distribución de CO en HCG 92 (*Quinteto de Stephan*).

La galaxia B muestra rotación de sólido-rígido con una amplitud de unas 200  $km s^{-1}$  [ver el diagrama de posición-velocidad proporcionado por Rubin et al. (1990), que atraviesa precisamente el eje mayor de la galaxia], y está contra-rotando con respecto al complejo A+C. Nuestras imágenes en banda ancha, además de las imágenes en H $\alpha$  proporcionadas por IV97, indican algún tipo de conexión (quizás un puente de marea) entre B y el complejo A+C (esta conexión es muy obvia en la Figura 7.1). Richer et al. (2003) describen a B como una espiral enana o una galaxia irregular vista casi de perfil, pero nosotros creemos que se trata de una galaxia irregular con estructura de barra, teniendo en cuenta su morfología en Hlpha(ver IV97). A partir de su emisión nebular y sus colores azules es evidente que la galaxia B está experimentando una actividad importante de formación estelar. Esta actividad puede estar relacionada con su interacción con el complejo A+C. IV97 encontraron que esta galaxia muestra dos máximos en la anchura equivalente en H $\alpha$ , localizados justo en los extremos norte y sur de la galaxia. Estos autores sugirieron que ello podría estar relacionado con algún tipo de mecanismo de stripping. Es interesante notar que el comportamiento de la galaxia B es muy similar al encontrado en la BCDG Mkn 1094 ( $M_B = -18.4$ ). Esta galaxia fue estudiada por Méndez et al. (1999) y consiste en un conjunto de regiones de formación estelar distribuidos en una estructura curva en forma de brazo que también muestra los máximos de  $W(H\alpha)$  en los extremos de la barra. Méndez et al. (1999) propusieron que las características de Mkn 1094 pueden explicarse si está interacción con una nube de H1 compañera localizada 50 kpc al sur. Los modelos de interacción de galaxias disco de Noguchi y lshibashi (1986) predicen que las barras se producen muy probablemente en encuentros cercanos. Estos autores sugieren que el máximo de actividad de los brotes producidos por las interacciones ocurren  $\sim 3 \times 10^8$  años despues del *perigalacticon* (el tiempo cuando las colisiones nube-nube son más frecuentes y el SFR alcanza su máximo), que es del orden del tiempo de cruce de galaxias dentro de grupos del tamaño de HCG 31 (Rubin et al. 1990). De acuerdo con Noguchi (1988), la caída del gas hacia la región nuclear de la galaxia dispara la formación estelar en su centro. Quizás, el máximo de  $W(H\alpha)$  en los extremos nos está indicando la propagación de la formación estelar hacia las partes externas de la barra. Como IV97 y Richer et al. (2003) sugirieron, la galaxia B probablemente se fusionará con el complejo A+C en no mucho tiempo y ahora estamos observando precisamente las primeras etapas de este proceso de interacción.

Como discutimos con anterioridad, los miembros E y F parecen ser candidatos a TDGS formados del gas de la estructura de HI en forma de brazo. Esta estructura se podría haber originado en las zonas externas de las galaxias que forman el complejo A+C, ya que las abundancias químicas de E, F y el complejo A+C son muy similares. El hecho de que esta estructura de  $H_{I}$  y la cola de marea óptica al sudoeste de A+C estén cinemáticamente desacoplados es llamativo, indicando que se trata de diferentes objetos. Johnson y Conti (2000) sugirieron que tanto la cola de marea óptica como la estructura de HI son la misma entidad y podría corresponder a la caída de gas hacia el miembro G desde el cuerpo principal de la nube de  $H_{I}$  en la que HCG 31 se encuentra inmerso, a pesar de la dirección del movimiento de G con respecto al gas. Este escenario puede emplicar la coincidencia de G con el pico de la distribución de  $H_{I}$  al final de la estructura en forma de brazo. Richer et al. (2003) propusieron que una interacción gravitatoria entre el complejo A+C y el miembro G es la explicación más completa de los fenómenos observados en HCG 31. Para estos autores, los procesos de formación estelar que están teniendo lugar casi simultáneamente en A+C, E, F y G fueron producidos por el *fly-by encounter* entre el complejo A+C y G. Richer et al. (2003) interpretaron que la estructura de HI es la contrapartida de la cola de marea óptica, pero nosotros encontramos pruebas cinemáticas que indican que ello es bastante improbable. En este contexto, la ausencia de gradientes de velocidad radial a lo largo de la estructura en forma de brazo de  $H_{I}$  indica que el movimiento relativo entre G y el complejo A+C debe localizarse en el plano del cielo. Richer et al. (2003) estimaron que el rango esperado de posibles velocidades transversas del gas es de varias decenas de km s $^{-1}$ , concluyendo que ni las velocidades ni la extensión espacial entre las galaxias G y A+C (40 kpc) son inusuales cuando se comparan con otros sistemas interactuantes bien analizados.

La presencia de dos colas adyacentes ha sido encontrada en otros sistemas interactuantes, pero corresponden a colas bifurcadas [e.g. M81 (van der Hulst 1979; Yun et al. 1994); NGC 3921 (Hibbard y van Gorkom 1996); NGC 2535/6 (Kaufmann et al. 1997); Arp 299 (Hibbard y Yun 1999); NGC 4038/39 (Hibbard et al. 2001a)]. Por ejemplo, en el caso de NGC 4038/39 (*Las Antenas*) una de las colas es visible en el óptico mientras que la otra, que corre paralela a la primera, emite sólo en HI sin mostrar una contrapartida óptica. Hibbard et al. (2001a) interpretaron que las colas bifurcadas de NGC 4038/39 fueron producidas por un giro lateral en la cola que puede causar que el límite exterior (región rica en gas) se localice en un plano diferente del de las regiones centrales brillantes y pobres en gas. Este efecto puede agravarse por un alabeo (*warp*) preexistente en el disco progenitor. En todos los casos con suficientes datos, las colas bifurcadas muestran cinemáticas muy similares, en contraste con la situación encontrada en HCG 31, donde la cola óptica sudoccidental y la estructura de HI en forma de brazo muestran cinemática diferente.

Considerando todos los datos observacionales disponibles para el grupo, proponemos que existen varios procesos de interacción simultáneos ocurriendo en HCG 31. El encuentro fly-by entre G y el complejo A+C originaron la cola de marea de HI (estructura en forma de brazo). Este proceso quizás ocurrió antes del comienzo de la fusión entre A y C porque la cola de HI es la estructura más larga del grupo (aunque podíamos tener efectos de proyecció ´n). Después, la fusión de A y C generarían las colas ópticas localizadas al nordeste y sudoeste. El disparo de la formación estelar en la galaxia G podría deberse a la caída de materia desde la cola de marea de HI. De hecho, las regiones de formación estelar forman una estructura en U a lo largo de la cara nordoccidental de G, precisamente en la dirección del complejo A+C. Los candidatos a TDGs E y F se han formado recientemente de inestabilidades inducidas por la interacción en la cola de marea de HI y ahora muestran fuerte formación estelar, muy intensa en F donde incluso se detectan rasgos de estrellas WR. Finalmente, la galaxia B sufre algún tipo de formación estelar inducida por interacción, probablemente propagada a lo largo de su barra.

Como vemos, HGG 31 es un sistema muy complejo en el que los efectos de interacción no son sólo entre dos galaxias. De hecho, cuatro galaxias (A, C, B y G) parecen estar involucradas en distintos procesos de interacción. Esto no parece ser un fenómeno común en el universo local, pero podría ser común en lugares con alta densidad de galaxias como en el universo temprano, donde las interacciones ocurrirían frecuentemente. Actualmente, los modelos de formación jerarquizada de galaxias [e.g. Kauffman y White (1993), Springel et al. (2005)] sugieren este escenario. El estudio detallado de sistemas como HCG 31 en el universo local puede, sin dudas, proporcionar pistas importantes sobre la evolución de las galaxias en ambientes de alta densidad.

# 7.2 La galaxia compacta azul luminosa Mkn 1087 y sus alrededores

Mkn 1087 fue descrita inicialmente por Zwicky (1971) como una galaxia BCG que mostraba un largo filamento hacia el norte y otro menos extenso hacia el sur. Estos filamentos fueron estudiados por Keel (1988) usando imágenes y espectroscopía en el óptico y un mapa de continuo de radio del sistema. Keel (1988) encontró que los filamentos mostraban un desplazamiento al rojo con respecto a las zonas centrales de la galaxia, sugiriendo que eran el resultado de material neutro cayendo desde una nube muy masiva de  $H_{I}$  en la que Mkn 1087 se halla inmersa. Este autor propuso que Mkn 1087 es una galaxia en gestación y sugirió que el proceso de formación estelar ha estado ocurriendo continuamente en los últimos 1000 Ma. Keel (1988) también subrayó que podría ser consecuencia de la interaccción con una galaxia compañera localizada 10" al sur del núcleo de Mkn 1087 (nuestro objeto #7, ver Figura 7.15). Mkn 1087, que se encuentra a 111 Mpc (suponiendo  $H_0 = 75$  km s<sup>-1</sup> Mpc <sup>-1</sup>, a esa distancia 1"=538 pc), posee una galaxia compañera denominada KPG 103a a 81 kpc hacia el sudoeste y al mismo desplazamiento al rojo (Marzke et al. 1996). Malkan et al. (1998) obtuvieron una imagen de Mkn 1087 usando WFPC2 en HST, mostrando que es una galaxia espiral con líneas de polvo en una de las caras de su eje mayor (ver Figura 7.24, derecha).



FIGURA 7.15: (*Izquierda*) Imagen profunda de Mkn 1087 y sus alrededores en el filtro R, donde se indican todos los objetos importantes, incluida la galaxia compañera al norte (N). Un cúmulo de galaxias más lejanno se indica con un círculo. (*Derecha*) Detalles de la imagen en banda R de Mkn 1087 (arriba) y KPG 103a (abajo). Se nombran y localizan las distintas regiones dentro de cada galaxia, al igual que los objetos externos #2, #3 y #12. Una débil pluma al este de KPG 103a, que se curva hacia el sur, también se distingue vagamente (indicada con una flecha).

La presencia del rasgo WR en el espectro integrado de Mkn 1087 fue investigada por primera vez por Kunth y Joubert (1985), quienes dieron un límite superior al flujo del WR-*bump* azul en torno a la línea HeII  $\lambda$ 4686. Vacca y Conti (1992) no midieron esta línea pero sí dieron un límite superior de 1600 para el número total de estrellas WNL existentes en la región central de Mkn 1087. No obstante, Vaceli et al. (1997) sí detectaron la línea HeII  $\lambda$ 4686, aunque el error de su flujo era del 50%. De esta manera,Schaerer et al. (1999) clasificó Mkn 1087 como galaxia sospechosa de ser catalogada como WR.

Méndez y Esteban (2000) (en adelante ME00) presentaron imágenes CCD profundas de Mkn 1087 en las bandas U, B y V, encontrando y caracterizando varios objetos débiles conectados por puentes y colas con el cuerpo principal de la galaxia. Estos autores emplearon los modelos de síntesis de poblaciones de Leitherer y Heckman (1995) para estimar las edades de las zonas con formación estelar, encontrando que algunas son muy jóvenes, de 5 Ma. ME00 interpretaron Mkn 1087 como una galaxia experimentando un fenómeno de interacción con uno o más de sus objetos vecinos. El objetivo principal del nuestro estudio es realizar un análisis observacional completo de estos objetos para establecer su naturaleza.



FIGURA 7.16: Mapas de contorno logarítmicos en filtros  $B ext{ y } J$  de Mkn 1087. M indica el cuerpo principal de Mkn 1087, C su centro, K la galaxia cercana KPG 103a y N la galaxia compañera al norte. Los contornos representan  $3\sigma$ ,  $10\sigma$ ,  $20\sigma$ ,  $50\sigma$  y  $100\sigma$  sobre el nivel del cielo en ambos mapas. Las posiciones de rendija empleadas para espectroscopía se indican sobre la imagen en B, mostrando también con marcas el centro de las diferentes zonas para las que se han extraído espectros unidimensionales.

#### 7.2.1 Resultados

#### Imágenes en óptico e NIR

Nuestra imagen profunda en V obtenida usando el telescopio 2.2m CAHA fue presentada en Esteban et al. (2003) y mostraba los principales objetos no-estelares alrededor de Mkn 1087 ya encontrados por ME00. En este estudio, designaremos los objetos siguiendo la notación empleada por estos autores. Algunos puentes de materia pueden observarse conectando el cuerpo principal de Mkn 1087 con los objetos #1, #2, #3, #11 y #12, los dos últimos localizados en dirección a la galaxia cercana KPG 103a. El objeto #7 parece ser una región con intensa formación estelar en las afueras de Mkn 1087.

Con el objetivo de obtener una imagen aún más profunda, realizamos nuevas observaciones del sistema usando el telescopio 2.56m NoT. Presentamos la imagen obtenida en el filtro R en la Figura 7.15. Los puentes comentados anteriormente son ahora claramente detectados, especialmente los que terminan en #11 y #12. El puente brillante conectando Mkn 1087 con #1 aparece dividido en varias regiones pequeñas y cercanas. El objeto compañero al norte parece tener forma elíptica y muestra una pluma muy débil en dirección a la región #1. Aunque no detectamos puentes entre las dos galaxias más brillantes, una pluma larga y muy débil puede observarse al este de KPG 103a. Otra pluma difusa se detecta a su zona occidental.

Es importante recalcar el gran número de objetos no-estelares (aparentemente) de fondo que se detectan en nuestra nueva imagen en R (hemos estimado alrededor de 60 candidatos en toda la imagen). Estos objetos se encuentran uniformemente distribuidos en el campo de visión de la imagen (unos 6') y lo más probable es que se traten de galaxias de fondo. Queremos también hacer notar el cúmulo de galaxias encontrado en la esquina superior derecha de la imagen, con posición central alrededor de  $\alpha = 04h$  49min 35sec,  $\delta = +03^{\circ} 21' 04''$ , que no está catalogado en NED.

Ahora se distinguen claramente algunas estructuras importantes dentro de las galaxias principales. En la Figura 7.15 (derecha) mostramos las partes internas de Mkn 1087 (arriba) y KPG 103a (abajo). El centro de Mkn 1087, C (región #5 siguiendo la notación de ME00), es la zona más brillante del sistema. Mkn 1087 revela dos brazos espirales o estructuras: un brazo superior conectando con el puente hacia la región #2 y un brazo inferior que parece terminar en la región #7. Además, detectamos algunas regiones nuevas dentro del cuerpo principal de ambas galaxias. Son especialmente intensas las tres zonas brillantes resueltas en el interior de KPG 103a, K1, K2 y K3. Muestran colores azules (ver Tabla 7.9) que son representativos de poblaciones jóvenes, sugiriendo que son regiones de formación estelar en el núcleo de KPG 103a. La imagen WFPC2 HST (ver Figura 7.24, derecha) de Mkn 1087 presentada por Malkan et al. (1998) muestra claramente las regiones C, #7, #8,#13 y #14 y los brazos del disco espiral que nosotros hemos distinguido en nuestras imágenes del 2.56m Not. La imagen del Hst sugiere que #2 es un objeto de fondo coincidente con el puente más oriental de Mkn 1087, aunque esto no puede confirmarse sin un espectro del objeto<sup>7</sup>.

En la Figura 7.16 mostramos el mapa de contornos logarítmicos de Mkn 1087 y sus alrededores en los filtros  $B ext{ y } J$ . Detectamos claramente el objeto compañero del norte en todas las imágenes en NIR. Sin embargo, las regiones #3 y #12 sólo son detectadas en los filtros  $J ext{ y } H$ . Las regiones #1 y #2 son apenas detectadas en la imagen en J. No observamos la galaxia KPG 103a en NIR.

ME00 realizaron fotometría de apertura de las regiones del sistema en los filtros  $U, B \ y \ V$ . Nosotros hemos mejorado su análisis realizando fotometría de apertura del objeto compañero en nuestras nuevas imágenes en  $B, V \ y \ R$ . Determinamos el área dentro de la que integramos todo el flujo usando la isofota con nivel  $3\sigma$  sobre el nivel medio del cielo en la imagen en B, usando el mismo área para los filtros  $V \ y \ R$ . También hemos medido el resto de objetos del sistema, encontrando similares valores a los obtenidos por ME00. Además, hemos determinado los valores fotométricos en los filtros  $U, B \ y \ V$  de algunas regiones nuevas (#13, #14 y #15) porque corresponden a nebulosas brillantes en el disco de Mkn 1087, tal y como nuestra espectroscopía revela (ver siguiente subsección), y que probablemente corresponden a regiones H II gigantes. Finalmente, hemos analizado las imágenes NIR para obtener la fotometría en las bandas  $J, H \ y \ K_s$  de los objetos detectados.

<sup>&</sup>lt;sup>7</sup>En el artículo este objeto es considerado como un miembro más de Mkn 1087 por sus colores tan azules, U - B = -0.78, pero un estudio posterior de la imagen de HST nos hace pensar que es más probable que se trate de un objeto de fondo.

|                  |            | 7           |                    |                        |                      |                    | I                 | )                 |                   |                   |
|------------------|------------|-------------|--------------------|------------------------|----------------------|--------------------|-------------------|-------------------|-------------------|-------------------|
| Zona             | E(B-V)     | $m_{\rm B}$ | $m_{ m B}{}^0$     | $m_{\mathrm{J}}{}^{0}$ | U-B                  | B-V                | V- $R$            | V-J               | J- $H$            | $H$ - $K_S$       |
| $\mathbf{M}^d$   | $0.17^{a}$ | 13.78       | $13.08 {\pm} 0.04$ | $12.39 {\pm} 0.04$     | $-0.41{\pm}0.08^b$   | $0.17 {\pm} 0.08$  | $0.20{\pm}0.08$   | $0.52{\pm}0.06$   | $0.20{\pm}0.06$   | $0.16{\pm}0.06$   |
| $\mathbf{C}$     | 0.14       | 15.19       | $14.62 {\pm} 0.03$ | $14.33 {\pm} 0.05$     | $-0.57 \pm 0.06^{b}$ | $-0.02 \pm 0.06$   | $0.11 {\pm} 0.06$ | $0.31 {\pm} 0.10$ | $0.15 {\pm} 0.10$ | $0.15 {\pm} 0.10$ |
| Ν                | 0.10       | 17.58       | $17.17 {\pm} 0.03$ | $17.01 {\pm} 0.06$     |                      | $-0.05 {\pm} 0.06$ | $0.14{\pm}0.10$   | $0.21 {\pm} 0.08$ | $0.18{\pm}0.08$   | $0.13 {\pm} 0.08$ |
| #1               | $0.07^{c}$ | 19.18       | $18.89{\pm}0.05$   | > 18.7                 | $-0.75 \pm 0.15^{b}$ | $-0.01 {\pm} 0.08$ | $0.10{\pm}0.08$   | < 0.2             |                   |                   |
| #2               | $0.07^{c}$ | 20.01       | $19.72 {\pm} 0.05$ | > 18.7                 | $-0.78 \pm 0.15^{b}$ | $0.05 {\pm} 0.08$  | $0.12{\pm}0.08$   | <1                |                   |                   |
| #3               | $0.07^{c}$ | 18.32       | $18.03{\pm}0.03$   | $17.28 {\pm} 0.06$     | $0.08 \pm 0.30^{b}$  | $0.11 {\pm} 0.06$  | $0.26{\pm}0.06$   | $0.64{\pm}0.10$   | $0.5 {\pm} 0.2$   |                   |
| #7               | 0.16       | 18.29       | $17.63 {\pm} 0.04$ |                        | $-0.87 \pm 0.08^{b}$ | $-0.04 {\pm} 0.08$ | $0.03{\pm}0.08$   |                   |                   |                   |
| #8               | 0.08       | 19.10       | $18.77 {\pm} 0.05$ |                        | $-0.27 \pm 0.12^{b}$ | $0.07 {\pm} 0.10$  | $0.17{\pm}0.08$   |                   |                   |                   |
| #11              | $0.07^{c}$ | 20.69       | $20.40 {\pm} 0.05$ |                        |                      | $0.35 {\pm} 0.10$  | $0.08{\pm}0.10$   |                   |                   |                   |
| #12              | $0.07^{c}$ | 19.61       | $19.32 {\pm} 0.05$ | $18.5 \pm 0.1$         | $-0.1\pm0.3$         | $0.31 {\pm} 0.09$  | $0.24 {\pm} 0.08$ | $0.55 {\pm} 0.15$ | $0.4 \pm 0.2$     |                   |
| #13              | 0.40       | 19.25       | $17.61 {\pm} 0.05$ |                        | $-0.64 \pm 0.12$     | $0.01 \pm 0.09$    | $0.04{\pm}0.08$   |                   |                   |                   |
| #14              | 0.07       | 18.45       | $18.16 \pm 0.05$   |                        | $-0.59 \pm 0.12$     | $0.28 \pm 0.10$    | $0.23 {\pm} 0.10$ |                   |                   |                   |
| #15              | 0.19       | 20.90       | $20.12{\pm}0.08$   |                        | $-0.6 {\pm} 0.3$     | $0.22 \pm 0.12$    | $0.23{\pm}0.10$   |                   |                   |                   |
| $\mathbf{K}^{d}$ | $0.07^{c}$ | 14.05       | $13.77 \pm 0.04$   |                        | $0.17 \pm 0.08^{b}$  | $0.18 \pm 0.06$    | $0.27 \pm 0.06$   |                   |                   |                   |
| K1               | $0.07^{c}$ | 17.55       | $17.26 {\pm} 0.05$ |                        | $-0.40 {\pm} 0.10$   | $0.18 {\pm} 0.10$  | $0.20{\pm}0.08$   |                   |                   |                   |
| K2               | $0.07^{c}$ | 17.10       | $16.81 {\pm} 0.04$ |                        | $-0.49 \pm 0.08$     | $0.12 {\pm} 0.06$  | $0.11 {\pm} 0.06$ |                   |                   |                   |
| K3               | $0.07^{c}$ | 17.41       | $17.12 {\pm} 0.04$ |                        | $-0.39 {\pm} 0.08$   | $0.19{\pm}0.06$    | $0.33 {\pm} 0.06$ |                   |                   |                   |

TABLA 7.9: Resultados de la fotometría de apertura en filtros ópticos e NIR en las regiones de Mkn 1087 y KPG 103a. Los colores han sido corregidos por enrojecimiento.

 $^a$  Valores medio de los valores obtenidos para C, #7, #8, #13, #14 and #15.

<sup>b</sup> Adoptando los valores de  $m_U$  proporcionados por ME00. <sup>c</sup> Enrojecimiento Galáctico adoptado de Schlegel et al. (1998), E(B - V) = 0.07.

 $^d$  M es Mkn 1087 y K es KPG 103a

El área de integración en el filtro J (definida como la isofota con nivel de  $3\sigma$  sobre el brillo medio del cielo) se usó para todos los filtros NIR. También estimamos el límite inferior de la magnitud en J para las regiones #1 y #2. Todos estos datos en óptico y NIR se recopilan en la Tabla 7.9. Hunter y Gallagher (1985) realizaron fotometría JHK dentro de una apertura de 23", encontrando J - H=0.65, H - K=0.28 y V - J=1.76, sugiriendo una contribución dominante de las poblaciones de estrellas viejas en estas longitudes de onda.

Se usó el coeficiente de enrojecimiento,  $C(H\beta)$ , para corregir los datos fotométricos de extinción por polvo interestelar (ver §3.10). Se usó la relación entre  $C(H\beta)$  y la extinción en el filtro V,  $A_V$ , dada por Kaler y Lutz (1985),  $A_V \sim 2C(H\beta)$ , y el cociente estándar  $R_V = A_V / E(B - V) = 3.1$ . Calzetti et at. (2000) propusieron una curva de enrojecimiento para starbursts con  $R_V$ =4.05±0.80. Si usamos esta curva para nuestros objetos, las magnitudes en B serían entre 0.08 y 0.24 magnitudes más brillantes que las que hemos calculado usando  $R_V=3.1$ . También obtendríamos colores azules, pero las diferencias serían inferiores a las incertidumbres fotométricas. La elección entre estas dos curvas de extinción implicaría sólo ligeros cambios en los resultados y no cambiarían nuestras conclusiones. Los datos en los filtros U, B, R, J, H y  $K_s$  se corrigieron empleando la ley de corrección de Rieke y Lebofsky (1985) para  $A_U$ ,  $A_B$ ,  $A_R$ ,  $A_J$ ,  $A_H$  y  $A_{Ks}$ . Para el cuerpo principal de Mkn 1087 hemos asumido una extinción media usando los valores obtenidos de los objetos C, #7, #8,#13, #14 y #15, que son las regiones dentro de Mkn 1087 para las que disponemos de espectros. El mapa de emisión del polvo en infrarrojo obtenido por Schlegel et al. (1998) proporciona un exceso de color de E(B-V)=0.07 (suponiendo  $R_V=3.1$ ) a la longitud y latitud Galáctica de Mkn 1087. Esta valor debe considerarse como

| Zona  | C WHT  | C INT  | N WHT  | N INT  | #7 WHT                                       | #7 INT                                       | #1   | #3  | #8   | #13  | #14  | #15  |
|---|--|--|--|--|--|--|--|---|--|--|--|--|
| $^{-{\rm M}_B}_{\pm}$   | $\begin{array}{c} 20.61 \\ 0.03 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 20.61 \\ 0.03 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 18.06 \\ 0.03 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 18.06 \\ 0.03 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 17.60 \\ 0.04 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 17.60 \\ 0.04 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 16.34 \\ 0.05 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 17.20\\ 0.03 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 16.46 \\ 0.05 \end{array}$             | $\begin{array}{c} 17.62 \\ 0.05 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 17.07 \\ 0.05 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 15.11 \\ 0.08 \end{array}$ |
| Tamaño ( $'' \times 1''$ )<br>Dist. ( $''$ ) <sup>a</sup>   | 5.4<br>0                                     | $\begin{array}{c} 12\\ 0 \end{array}$        | $3.6 \\ 77.0$                                | $8.4 \\77.0$                                 | $6.0 \\ 9.8$                                 | $3.6 \\ 10.0$                                | $5.6 \\ 47.6$                                | $4.0 \\ 35.2$                               | $5.2 \\ 10.9$  | $7.2 \\ 10.8$                                | $5.6 \\ 8.0$                                 | $8.0 \\ 19.2$                                |
| $C(H\beta)^{b} \pm$   | $0.17 \\ 0.02$                               | $0.25 \\ 0.03$                               | $0.17 \\ 0.03$                               | $0.12 \\ 0.03$                               | $\begin{array}{c} 0.24 \\ 0.03 \end{array}$  | $0.25 \\ 0.03$                               | $\begin{array}{c} 0.10 \\ 0.03 \end{array}$  | $\begin{array}{c} 0.10 \\ 0.03 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 0.12 \\ 0.03 \end{array}$              | $0.62 \\ 0.12$                               | $\begin{array}{c} 0.11 \\ 0.04 \end{array}$  | $0.29 \\ 0.05$                               |
| $\overset{W_{abs}}{\pm}^{\mathrm{b,c}}$   | $1.7 \\ 0.1$                                 | $\begin{array}{c} 2.4 \\ 0.3 \end{array}$    | $0.2 \\ 0.2$                                 | $0.9 \\ 0.2$                                 | $2.9 \\ 0.5$                                 | $1.5 \\ 0.3$                                 | ····<br>···                                  |   | $\begin{array}{c} 1.1 \\ 0.3 \end{array}$                | 2<br>  | $5.6 \\ 1.7$                                 | 2<br>  |
| $\begin{array}{c} T_e ({\rm O~III})^{\rm d} \\ T_e ({\rm O~II})^{\rm e} \\ N_e \ ({\rm cm}^{-3}) \end{array}$ | $0.71 \\ 0.80 \\ 220$                        | $0.74 \\ 0.82 \\ 170$                        | $1.09 \\ 1.06 \\ 115$                        | $1.13 \\ 1.09 \\ 150$                        | $0.77 \\ 0.84 \\ 120$                        | $0.78 \\ 0.84 \\ 210$                        | 0.82<br>0.88<br>                             | 0.76<br>0.83<br>                            | $0.88 \\ 0.92 \\ 150$                                    | $0.82 \\ 0.87 \\ 120$                        | $0.86 \\ 0.90 \\ < 100$                      | $0.81 \\ 0.87 \\ < 100$                      |
| $\stackrel{\Delta v_r^{f}}{\pm}$  | 0<br>  | 0  | $^{+117}_{15}$                               | $^{+110}_{27}$                               | $^{+118}_{15}$                               | $^{+122}_{27}$                               | $^{-63}_{27}$                                | $^{+8}_{80}$                                | $^{+125}_{27}$   | $^{-85}_{27}$                                | $^{-70}_{35}$                                | $^{-75}_{35}$                                |
| $F(H\beta)^{g} \pm$   | $\overset{133}{4}$                           | $^{184}_{6}$                                 | $4.58 \\ 0.16$                               | $\begin{array}{c} 11.3 \\ 0.6 \end{array}$   | $\begin{array}{c} 16.6 \\ 0.7 \end{array}$   | $\begin{array}{c} 1.76 \\ 0.09 \end{array}$  | 3.05:<br>                                    | 1.58:<br>                                   | $\begin{array}{c} 6.03 \\ 0.37 \end{array}$              | $\begin{array}{c} 1.92 \\ 0.26 \end{array}$  | $\begin{array}{c} 8.46 \\ 0.62 \end{array}$  | 0.94:  |
| ${W(\mathrm{H}lpha)^{\mathrm{c}}} \pm$  |  | $\frac{87.3}{3.4}$                           | $53.6 \\ 2.1$                                |  | $330 \\ 25$                                  | $256 \\ 28$                                  | $^{110}_{25}$                                | 20:<br>                                     | $72.0 \\ 4.5$  | $30.9 \\ 2.8$                                | $\begin{array}{c} 140 \\ 20 \end{array}$     | $39.7 \\ 9.5$                                |
| $W(H\beta)^{c} \pm$   | $22.3 \\ 0.9$                                | $22.9 \\ 2.1$                                | $25.0 \\ 1.6$                                | $27.4 \\ 2.4$                                | $62.3 \\ 5.4$                                |  | <br>   | <br>  | $   \begin{array}{c}     16.6 \\     2.6   \end{array} $ | $5.6 \\ 1.3$                                 | $\frac{52}{8}$                               | 8.0:   |
| ${W({ m H}\gamma)^{ m c}} \pm$  |  | $6.6 \\ 0.6$                                 | $8.2 \\ 0.9$                                 | $5.3 \\ 0.5$                                 | $34.3 \\ 4.9$                                | $20.2 \\ 2.2$                                | <br>   | <br>  | $\frac{8.3}{1.6}$  | <br>   | $^{18}_{5}$                                  | <br>   |
| $W([O III])^{c} \pm$  | $\begin{array}{c} 16.7 \\ 0.6 \end{array}$   | $20.5 \\ 0.9$                                | $\frac{144}{18}$                             | $46.6 \\ 3.7$                                | $\frac{116}{9}$                              | $63.2 \\ 3.6$                                | <br>   | <br>  | $25.7 \\ 2.8$  | $6.8 \\ 1.2$                                 | $\begin{array}{c} 42.0\\ 3.6 \end{array}$    | 7.8:<br>                                     |
| $^{\rm Edad^h}_{\pm}$   | $6.0 \\ 0.5$                                 | $6.0 \\ 0.5$                                 | 7<br>1                                       | $6\\1$                                       | $5.0 \\ 0.5$                                 | $4.5 \\ 0.5$                                 | $6\\2$                                       | $\frac{150}{30}$                            | $6\\1$   | $^{8.5}_{1.5}$                               | $\frac{5}{1}$                                | $\frac{8.0}{1.5}$                            |

TABLA 7.10: Propiedades espectroscópicas generales de las regiones de Mkn 1087

ь

<sup>h</sup> Distancia al centro de Mkn 1087.  $C(H\beta)$  y  $W_{abs}$  calculados iterativamente.

<sup>c</sup> En Å.
 <sup>d</sup> En unidades de 10<sup>4</sup>K, calculado usando las calibraciones empíricas de Pilyugin (2001a).

<sup>e</sup> En unidades de  $10^4$  K,  $T_e$  (O II) calculada con calibraciones empíricas y con la relación dada por Garnett (1992).

 $^{\rm f}$ Diferencia de velocidad radial con respecto al centro de Mkn 1087, en km s $^{-1}$   $^{\rm g}$  En unidades de  $10^{-16}$  erg s $^{-1}$  cm $^{-2}$ , no corregido por extinción.

<sup>h</sup> Edades estimadas usando nuestros datos fotométricos y espectroscópicos, en Ma. Ver §7.2.3 para más detalles.

un límite inferior al verdadero. Hemos usado sólo esta contribución Galáctica para corregir por extinción en los objetos más externos de Mkn 1087 (#1, #2, #3 y #12) y la galaxia KPG 103a porque no tenemos determinación de  $C(H\beta)$  para ellos. El valor de E(B-V) finalmente adoptado para cada objeto también se incluye en la Tabla 7.9. Los errores en la fotometría se determinaron de la forma usual empleada en esta tesis (ver  $\S5.2.1$ ).

#### 7.2.2Espectros de resolución intermedia

Hemos observado cinco posiciones de rendija en Mkn 1087 para obtener datos espectroscópicos de las zonas más interesantes. En la Figura 7.16 mostramos los cuatro A.P. usados en el telescopio 2.5m INT sobre el mapa de contornos en el filtro B, además del centro de los espectros unidimensionales extraidos. Las cuatro posiciones



FIGURA 7.17: Espectros obtenidos con ISIS en el telescopio 4.2m WHT del centro de Mkn 1087, la región brillante #7 y el objeto compañero al norte. Todos los espectros se han escalado de forma que se permita distinguir las líneas más débiles. Observar el alto nivel del continuo y las absorciones en las líneas de HI debido a la población estelar subyacente en el espectro del centro de Mkn 1087. Los tres espectros están corregidos por desplazamiento al rojo.

cubren la zona central, C, que fueron combinadas para obtener un único espectro de la región con alta señal-a-ruido. La rendija con A.P. 6° cubre las regiones #1, #8 y la nueva zona de emisión #13. La rendija con A.P. 62° pasa a través de las regiones #12 (que no muestra emisión nebular) y el nuevo objeto #14. El objeto #3 se observó con A.P. 120°, pero sólo muestra emisión nebular muy débil. La nueva galaxia compañera (N) y la intensa región #7 se observaron con la posición de rendija con A.P. 357°, que también atravesaba la región nebular #15. La única posición de rendija empleada en el telescopio 4.2m WHT tiene un A.P. de 358° y no está representada en la Figura 7.16 (es similar a A.P. 357° mostrada en la figura) y cubre el centro de Mkn 1087, la galaxia enana compañera y la región #7. La distancia desde el centro de Mkn 1087 y el tamaño extraído en cada espectro 1-D se indica en la Tabla 7.10. Recalcamos que en total tenemos seis regiones diferentes dentro del cuerpo principal de Mkn 1087, todas a diferentes distancias radiales, y dos de ellas (C y #7) observadas con ambos telescopios.

Los espectros calibrados en longitud de onda y flujo del centro de Mkn 1087, el compañero del norte y el brote #7 se muestran en la Figura 7.17. El espectro del centro de Mkn 1087 muestra un alto nivel de continuo e intensa absorción

TABLA 7.11: Cocientes de líneas con respecto a  $I(H\beta)=100$  y corregidos por enrojecimiento para los tres brotes de formación estelar más brillantes observados en Mkn 1087: su centro (C), la galaxia compañera del norte (N) y la intensa región #7. Todos han sido observados tanto con el telescopio 4.2m WHT como con el 2.5m INT. La corrección por absorción estelar subyacente en las líneas de Balmer de HI también ha sido aplicada.

| Line                   | $\mathrm{f}(\lambda)$ | C WHT            | C INT            | N WHT          | N INT            | #7  WHT         | #7 INT           |
|------------------------|-----------------------|------------------|------------------|----------------|------------------|-----------------|------------------|
| 3726 [O II]            | 0.27                  | $206 \pm 11^{a}$ | $226 \pm 13^{a}$ | $155 \pm 12$   | $325 \pm 26^{a}$ | $85.5 \pm 7.1$  | $212 \pm 20^{a}$ |
| 3729 [O II]            | 0.27                  |                  |                  | $231 \pm 14$   |                  | $106 \pm 8$     |                  |
| 3869 [Ne III]          | 0.23                  | $8.3 \pm 2.9$    | $8.7 \pm 3.3$    | $43.4 \pm 6.9$ | $37.8 \pm 9.1$   | $9.9 \pm 3.6$   | $17.1 \pm 6.2$   |
| 3889 He I+H8           | 0.22                  | $13.8 {\pm} 4.3$ | $7.6 \pm 2.6$    |                |                  | $15.0 \pm 4.3$  | $15.6 \pm 4.6$   |
| 3968 [Ne III]          | 0.21                  | $9.7 \pm 3.5$    | 3.54:            |                |                  | $11.0 \pm 3.6$  | $13.2 \pm 3.7$   |
| 4068 [S II]            | 0.19                  | 2.23:            |                  |                |                  |                 |                  |
| 4076 [S II]            | 0.19                  | 1.13:            |                  |                |                  |                 |                  |
| 4101 H $\delta$        | 0.18                  | $25.9 \pm 4.3$   | $25.9 \pm 4.6$   | $25.9 \pm 4.8$ | $25.9 \pm 7.7$   | $25.9 \pm 4.4$  | $25.9 \pm 4.7$   |
| $4340 \text{ H}\gamma$ | 0.135                 | $46.9 \pm 4.7$   | $46.9 \pm 5.2$   | $46.9 \pm 7.2$ | $46.9 \pm 8.8$   | $46.9 \pm 8.1$  | $46.9 \pm 9.8$   |
| 4363 [O III]           | 0.13                  | 1.76:            |                  |                |                  |                 | 1.85:            |
| 4471 He I              | 0.10                  | 2.14:            | $3.90 \pm 1.5$   |                |                  | 3.23:           |                  |
| $4861 \text{ H}\beta$  | 0.00                  | $100\pm 5$       | $100\pm 6$       | $100\pm 5$     | $100 \pm 7$      | $100\pm 5$      | $100\pm 6$       |
| 4959 [O III]           | -0.02                 | $32.2 \pm 2.3$   | $33.9 \pm 2.7$   | $78.2 \pm 5.4$ | $124 \pm 7$      | $69.0 \pm 5.5$  | $57.7 \pm 6.1$   |
| 5007 [O III]           | -0.03                 | $97.4 \pm 5.9$   | $109 \pm 7$      | $218 \pm 10$   | $375 \pm 19$     | $201 \pm 12$    | $161 \pm 10$     |
| 5016 He I              | -0.03                 | 1.18:            |                  |                |                  |                 |                  |
| 5200 [N I]             | -0.05                 |                  | $2.97 \pm 0.79$  |                |                  |                 |                  |
| 5518 [Cl III]          | -0.17                 |                  | 0.94:            |                |                  |                 |                  |
| 5876 He I              | -0.23                 | $10.3 \pm 1.2$   | $11.1 \pm 1.9$   | $12.6 \pm 2.2$ | $14.5 \pm 2.4$   | $10.3 \pm 1.3$  | $12.6 \pm 1.9$   |
| 6300 [O I]             | -0.30                 | $6.73 \pm 0.60$  | $7.56 \pm 0.76$  | $19.1 \pm 3.0$ | $9.7 \pm 2.2$    | $4.55 \pm 0.79$ | $4.9 \pm 1.9$    |
| 6364 [O I]             | -0.31                 | 1.83:            | 1.77:            |                |                  | 1.41:           |                  |
| 6548 [N II]            | -0.34                 | $31.4 \pm 2.7$   | $31.5 \pm 3.3$   | $8.0 \pm 1.7$  | $9.4 \pm 3.3$    | $14.2 \pm 1.9$  | $14.9 \pm 2.2$   |
| $6563 \text{ H}\alpha$ | -0.34                 | $286 \pm 11$     | $286 \pm 12$     | $286 \pm 12$   | $286 \pm 14$     | $286 \pm 12$    | $286 \pm 14$     |
| 6584 [N II]            | -0.34                 | $102.2 \pm 6.4$  | $98.1 \pm 8.8$   | $22.6 \pm 2.7$ | $22.8 \pm 4.1$   | $43.1 \pm 3.0$  | $46.5 \pm 5.4$   |
| 6678 He I              | -0.35                 | 1.84:            |                  |                | $10.3 \pm 2.9$   | 2.09:           |                  |
| 6716 [S II]            | -0.36                 | $42.9 \pm 3.8$   | $43.8 \pm 3.9$   | $48.7 \pm 4.9$ | $34.8 {\pm} 4.3$ | $31.0 \pm 3.4$  | $32.0 \pm 5.7$   |
| 6731 [S II]            | -0.36                 | $36.0 \pm 2.9$   | $35.1 \pm 4.2$   | $37.4 \pm 4.1$ | $27.4 \pm 3.6$   | $23.7 \pm 2.2$  | $26.4 \pm 2.9$   |

 $^a$  Flujo del doblete [O II]  $\lambda\lambda 3726,3729.$ 

TABLA 7.12: Cocientes de líneas con respecto a  $I(H\beta)=100$  y corregidos por enrojecimiento para las regiones más débiles analizadas en Mkn 1087. La corrección por absorción estelar subyacente en las líneas de Balmer de HI también ha sido aplicada. Todos los espectros se obtuvieron usando el telescopio 2.5m INT.

| Line                  | $\mathrm{f}(\lambda)$ | #1           | #3           | #8               | #13              | #14              | #15          |
|-----------------------|-----------------------|--------------|--------------|------------------|------------------|------------------|--------------|
| 3727 [O II]           | 0.27                  | 265:         | 240:         | $290 \pm 35$     | $252 \pm 75$     | $271 \pm 26$     | 286.39:      |
| 3889 He I+H 8         | 0.22                  |              |              | $19.5 \pm 6.4$   |                  |                  |              |
| 4340 $H\gamma$        | 0.135                 |              |              | $46.9 \pm 7.9$   |                  | $47 \pm 14$      |              |
| $4861 \text{ H}\beta$ | 0.00                  | 100:         | 100:         | $100 \pm 9$      | $100 \pm 23$     | $100 \pm 12$     | 100:         |
| 4959 [O III]          | -0.02                 |              |              | $56.7 \pm 8.5$   | $55 \pm 14$      | $50.7 \pm 6.6$   | 34.7:        |
| 5007 [O III]          | -0.03                 | 136:         | 99:          | $165 \pm 14$     | $144 \pm 22$     | $173 \pm 14$     | 86.5:        |
| 5876 HeI              | -0.23                 |              |              |                  |                  | $11.4 \pm 4.1$   |              |
| 6548 [N II]           | -0.34                 |              |              | $16.8 {\pm} 5.9$ | $26 \pm 10$      | $13.0 \pm 4.5$   |              |
| $6563 H\alpha$        | -0.34                 | $286 \pm 46$ | $286 \pm 54$ | $286 \pm 23$     | $286 \pm 31$     | $286 \pm 10$     | $286 \pm 34$ |
| 6584 [N II]           | -0.34                 | $54 \pm 18$  | 51.5:        | $60.0 \pm 9.1$   | $51.0 \pm 7.1$   | $59.7 \pm 7.2$   | $71 \pm 25$  |
| 6716 [S II]           | -0.36                 |              |              | $45.7 \pm 7.4$   | $46.7 \pm 7.6$   | $43.2 \pm 6.5$   | 22:          |
| 6731 [S II]           | -0.36                 |              |              | $36.0\pm7.9$     | $36.0 {\pm} 5.8$ | $27.4 {\pm} 5.4$ | 57:          |

estelar subyacente en las líneas de Balmer de HI. Se resuelven claramente las alas de absorción en las líneas H $\beta$ , H $\gamma$  y H $\delta$ . El alto nivel del continuo y estos rasgos de absorción estelar pueden interpretarse como el producto de una considerable población de estrellas con edades mayores de 10 Ma (ver más abajo). El espectro del resto de regiones apenas posee nivel de continuo y tampoco muestran absorciones, características de zonas dominadas por la emisión H II.

Los flujos de las líneas de emisión se corrigieron por enrojecimiento usando  $C(H\beta)$ , que fue calculado iterativamente junto a  $W_{abs}$  analizando las líneas de Balmer de HI (ver §3.10). Para las regiones #13 y #15 adoptamos  $W_{abs} = 2$  Å porque sólo detectamos H $\alpha$  y H $\beta$ , mientras que en las zonas #1 y #3 no se corrigió por  $W_{abs}$  debido a la débil absorción observada. Recopilamos en la Tabla 7.10 los valores finalmente adoptados para  $C(H\beta)$  y  $W_{abs}$  en cada zona. Finalmente, empleamos la ley de extinción de Whitford (1958) para corregir por enrojecimiento. El flujo de la línea de H $\beta$ ,  $F(H\beta)$  (corregido tanto por enrojecimiento como por absorción estelar) y la anchura equivalente de varias líneas de interés (H $\alpha$ , H $\beta$ , H $\gamma$  y [OIII]) se muestran en la Tabla 7.10, mientras que los cocientes de las intensidades de cada línea respecto a H $\beta$  de cada objeto se recopilan en las Tablas 7.11 y 7.12. Las incertidumbres de las intensidades de las líneas de emisión se estimaron siguiendo la ecuación proporcionada por Castellanos (2000). Los dos puntos indican incertidumbres del orden o mayores que 40%.

#### Condiciones físicas del gas ionizado

Con los espectros 1-D pudimos estudiar las condiciones físicas y las abundancias químicas del gas ionizado. Desafortunadamente, la línea auroral de  ${
m [O{\,III}]}$   $\lambda4363$ no es detectada o no se mide adecuadamente en nuestros espectros, por lo que no podemos determinar de forma directa la temperatura electrónica. Aunque creemos detectar la línea de [O III]  $\lambda$ 4363 en el espectro del centro de Mkn 1087, la intensa absorción en H $\gamma$  no nos permite medirla bien. Así, la abundancia de oxígeno de los distintos brotes de Mkn 1087 se determinó usando las calibraciones empíricas (ver  $\S$  3.14). Las temperaturas electrónicas se estimaron a partir de la pareja de temperaturas T(O III) y T(O II) que reprodujese la abundancia de oxígeno total obtenida con el método empírico de Pilyugin (2001a), teniendo en cuenta la relación linear de Garnett (1992) entre una y otra. Comprobamos que la relación empírica entre la abundancia de oxígeno y T(O III) dada por Pilyugin (2001a) (Ecuación B.16) proporcionaba resultados similares al método aquí empleado. Las temperaturas de alta y baja excitación adoptadas para cada brote se recopilan en la Tabla 7.10. Siguiendo Pilyugin (2001a), podemos asumir una incertidumbre entre 500 y 1000 K para T(O III).

Usamos el doblete de  $[S II] \lambda\lambda\delta 6717,6731$  para calcular la densidad electrónica del gas ionizado. Para las zonas #14 y #15, las densidades electrónicas se encontraban debajo del límite de baja densidad (<100 cm<sup>-3</sup>). No hemos determinado  $N_e$  para #1 y #3 al no disponer de datos de [S II] para ellos. Los valores finalmente adoptados de  $T_e$  y  $N_e$  (o su límite superior) se recopilan en la Tabla 7.10.

| Zona                                      | C WHT | C INT | N WHT | N INT | #7  WHT | #7 INT | #1    | #3    | #8   | #13  | #14   | #15  |
|---|-------|-------|-------|-------|---------|--------|-------|-------|------|------|-------|------|
| $12 + \log O/H^a$                         | 8.57  | 8.53  | 8.23  | 8.24  | 8.55    | 8.53   | 8.50: | 8.52: | 8.41 | 8.47 | 8.43  | 8.44 |
| $12 + \log O/H^b$                         | 8.79  | 8.78  | 8.31  | 8.32  | 8.52    | 8.54   | 8.59  | 8.58  | 8.63 | 8.57 | 8.62  | 8.68 |
| $(O^{++}+O^{+})/O^{+}$                    | 1.55  | 1.53  | 1.53  | 1.99  | 2.19    | 1.85   |       |       | 1.57 | 1.64 | 1.61  | 1.67 |
| $12 + \log N/H$                           | 7.76  | 7.71  | 6.77  | 6.90  | 7.48    | 7.43   |       |       | 7.33 | 7.48 | 7.32  | 7.32 |
| $- \log N^+/O^+$                          | 0.81  | 0.83  | 1.46  | 1.34  | 1.08    | 1.10   |       |       | 1.08 | 0.99 | 1.11  | 1.00 |
| $12 + \log Ne^{++}/H^+$                   | 7.67  | 7.60  | 7.53  | 7.42  | 7.56    | 7.79   |       |       |      |      |       |      |
| $12 + \log S^+/H^+$                       | 6.54  | 6.50  | 6.24  | 6.07  | 6.31    | 6.34   |       |       | 6.38 | 6.44 | 6.33  | 6.45 |
| $12 + \log S^{++}/H^{+}$                  | 6.42  |       |       |       |         |        |       |       |      |      |       |      |
| $12 + \log \mathrm{He}^+/\mathrm{H}^{+c}$ | 10.84 | 10.88 | 10.97 | 11.03 | 10.82   | 10.94  |       |       |      |      | 10.91 |      |
| $[O/H]/[O/H]_{\odot}^{d}$                 | 0.76  | 0.69  | 0.35  | 0.35  | 0.72    | 0.69   | 0.72: | 0.65: | 0.60 | 0.71 | 0.55  | 0.56 |

TABLA 7.13: Abundancias químicas de los brotes analizados en Mkn 1087.

 $^a$ Determinado usando la calibración empírica de Pilyugin (2001a).

<sup>b</sup> Determinado usando el cociente [N II]/H $\alpha$  (Denicoló et al. 2002). <sup>c</sup> Usando únicamente la línea de emisión de He I  $\lambda$ 5875.

 $^d$  Suponiendo 12+log[O/H]\_ $\odot = 8.69 \pm 0.05$  (Allende Prieto et al. 2001).

#### Análisis de abundancias

En la Tabla 7.13 mostramos las abundancias obtenidas para cada brote usando las calibraciones empíricas de Pilyugin (2001a) (que utiliza los parámetros  $R_{23}$  y P) y Denicoló et al. (2002) (que emplea el parámetro  $N_2$ , ver § 3.14 para detalles de ambas calibraciones). Hemos asumido un error de  $\sim \pm 0.2$  dex para las abundancias de oxígeno determinadas usando la calibración de Denicoló et al. (2002). Pilyugin (2001a) estimó una incertidumbre de  $\pm 0.10$  dex para su calibración. Encontramos que los cocientes O/H obtenidos con la calibración de Denicoló et al. (2002) son sistemáticamente un poco mayores que las determinadas con la calibración de Pilyugin (2001a). Sólo en la zona brillante #7 ambas calibraciones proporcionan valores similares. Denicoló et al. (2002) subrayó que su calibración tiene una dispersión que parece depender del grado de ionización. Así, hemos adoptado como buenos los valores de abundancias conseguidos usando el método de Pilyugin (2001a).

Listamos en la Tabla 7.13 todas las abundancias de oxígeno calculadas. Observamos que el compañero del norte (N) posee claramente una abundancia inferior  $[12+\log(O/H)=8.24]$  comparada con el resto de objetos (entre 8.41 y 8.57). Vacca y Conti (1992) calcularon una abundancia de óxigeno de 12+log(O/H)=8.55 para el cuerpo principal de Mkn 1087 suponiendo  $T_e = 10000$  K y  $N_e = 340$  cm<sup>-3</sup>, valor que coincide con la abundancia que obtenemos nosotros en la zona central de la galaxia. El valor medio dentro del cuerpo principal de Mkn 1087 considerando todos los objetos es de  $12 + \log(O/H) = 8.49$ . La abundancia de nitrógeno se calculó suponiendo el factor de corrección de ionización (*icf*) dado por Peimbert y Costero (1969), N/O = N<sup>+</sup>/O<sup>+</sup>, que también se incluye en la Tabla 7.13. Excepto para la zona central de Mkn 1087, sólo pudimos determinar el cociente  $S^+/H^+$  por lo que no fuimos capaces de calcular la abundancia total de azufre. Además, es de esperar alguna contribución de  $S^{3+}$  en las regiones con mayor grado de ionización. El cociente He<sup>+</sup>/H<sup>+</sup>, también incluido en la Tabla 7.13 se determinó empleando la línea de He I  $\lambda$ 5875 y usando las emisividades calculadas por Smith et al. (1996).



FIGURA 7.18: Diagramas posición-velocidad para las cuatro posiciones de rendija observas en el telescopio 2.5m INT, analizadas en intervalos de 1.6". Las barras horizontales representan la incertidumbre de un ajuste Gaussiano a cada punto. Indicamos también la localización de los diversos objetos analizados. El norte está arriba en todos los diagramas.

También se corrigió la contribución colisional siguiendo los cálculos de Benjamin et al. (2002). Los resultados usando datos de ambos telescopios para cada objeto son muy similares, a pesar de las incertidumbres. Este hecho indica la buena calidad de los espectros y de los procedimientos de reducción y análisis de datos.

#### Cinemática de Mkn 1087

Estudiamos la cinemática del gas ionizado analizando los perfiles de las líneas de emisión brillantes (H $\alpha$  y H $\beta$  para los datos de INT y WHT, respectivamente) a lo largo de la dirección espacial de cada una de las posiciones de rendija observadas. Extrajimos intervalos de 4 píxeles de ancho (1.6") cubriendo la extensión de todas las zonas con líneas de emisión en las cuatro rendijas observadas en 2.5m INT y representadas en la Figura 7.16, y zonas de 6 píxeles (1.2") en la rendija observada en 4.2m WHT. Mostramos en las Figuras 7.18 y 7.19 los diagramas posición-velocidad para las cuatro posiciones de rendija de INT y la única posición de rendija de WHT, respectivamente. Todas las velocidades están referidas a la velocidad heliocéntrica



FIGURA 7.19: Diagrama posición-velocidad para la posición de rendija observa con el telescopio 4.2m WhT, analizadas en intervalos de 1.2". Las barras horizontales representan la incertidumbre de un ajuste Gaussiano a cada punto. La localizacón y extensión de los diversos objetos analizados también se indica. El norte está arriba.

media del centro de Mkn 1087 (8336 km s<sup>-1</sup>). La posición de los diferentes objetos también se indican en estas figuras. Las velocidades radiales medias de cada región se recopilan en la Tabla 7.10, mostrando un intervalo estrecho de velocidades con una diferencia máxima de unos 250 km s<sup>-1</sup>.

Todos los diagramas posición-velocidad muestran un patrón de rotación más o menos claro en las partes centrales de Mkn 1087. La región #7 participa en esta rotación. Sin embargo, las zonas externas muestran importantes desviaciones de este comportamiento. Los objetos #1 y #3 están acoplados cinemáticamente al cuerpo principal de Mkn 1087 pese a su separación. Como discutiremos más adelante, sugerimos que se tratan de galaxias enanas de marea (TDGS) formadas de material expulsado de Mkn 1087. Los objetos #13, #14 y #15 parecen estar cinemáticamente acoplados a la rotación de Mkn 1087, aunque parece apreciarse un ligero patrón sinosuidal en la velocidad del gas alrededor de #14. Este comportamiento, si es real, podría haber sido producido por distorsiones asociadas con efectos de interacción (Schweizer 1982; Rubin et al. 1990). Observamos que el objeto #1 posee una velocidad similar a #13. La imagen del sistema (ver Figura 7.15) revela también un puente de materia entre ambos objetos, que ademas poseen una metalicidad muy similar,  $12 + \log(O/H) \sim 8.50$ . La Figura 7.19 también muestra algunas zonas que podrían interpretarse como una cola de marea hacia el objeto #1. Todas estas evidencias refuerzan la idea de que esta estructura, que tiene a #1 y #13 como extremos, es realmente una cola de marea.

La imagen del HST (Figura 7.24, *derecha*) del centro de Mkn 1087 (Malkan et al. 1998) muestra un claro patrón espiral, indicando un sistema maduro dinámicamente. También revela que su cara occidental está más cerca de nosotros. A partir de los diagramas posición-velocidad con A.P 357° y 358°, es evidente que la cara norte del patrón espiral se acerca a nosotros. Si estos dos diagramas se interpretan como rotación circular, podemos estimar la masa de Mkn 1087. Teniendo en cuenta la mitad del máximo de diferencia de velocidad (~125 km s<sup>-1</sup>) y la mitad de la separación espacial correspondiente a estos dos máximos (~12″ ~6500 pc), obtenemos una masa de 2.4×10<sup>10</sup>  $M_{\odot}$  para una inclinación de 90°, asumiendo órbitas circulares y dinámica Kepleriana (ver Ecuación5.31).

Un resultado similar se obtiene si consideramos el diagrama posición-velocidad con A.P. 6°. Si empleamos A.P. 62°, estimamos una diferencia de velocidad de unos 100 km s $^{-1}$  en 8" ( $\simeq$  4300 pc), obteniendo una masa Kepleriana de  $1.0 \times 10^{10}$  $M_{\odot}$ , suponiendo una inclinación de 90°. Si consideramos que la forma elíptica de Mkn 1087 es debida únicamente a su inclinación con respecto a la línea de visión, encontramos que la proporción entre el eje mayor (que corresponde con A.P. 357°) y el eje menor (entre A.P.  $62^{\circ}$  y  $120^{\circ}$ ) del supuesto disco es 5/3. Este valor corresponde a una inclinación (definida como el ángulo entre el plano del cielo y el plano de la galaxia) de 37° [Gordon y Gottesman (1981) determinaron un ángulo de inclinación de 38°]. Obtenemos entonces una masa Kepleriana de 6.5imes10<sup>10</sup>  $M_{\odot}$  para A.P.  $357^{\circ}$  (eje mayor) y  $4.6 imes 10^{10}~M_{\odot}$  para A.P.  $62^{\circ}$  (eje menor). Para ésta, hemos corregido también por la distancia proyectada, siendo el 70% de la masa obtenida empleando el diagrama con A.P. 357°. El valor medio entre ambas estimaciones es  $M_{\rm Kep}$ =5.6×10<sup>10</sup>  $M_{\odot}$ . Este valor corresponde a un cociente masa Keplerianaluminosidad de  $L_B/M_{
m kep} \sim 2.19$ . Gordon y Gottesman (1981), usando la antena de Arecibo, estimaron una masa de hidrógeno total de  $M_{\rm H\,I}$  =  $1.72{ imes}10^{10}$  M $_{\odot}$  y una masa total dinámica de  $M_{\rm dyn}$ =1.78imes 10<sup>11</sup> M $_{\odot}$  [a partir de la anchura en velocidad del perfil de la línea de HI y aplicando la ley de rotación dada por Brandt (1960)], obteniendo unos cocientes masa-luminosidad de  $L_B/M_{\rm H\,I} \sim 7.12$  y  $L_B/M_{dyn} \sim 0.69$ . Nuestro cociente  $L_B/M_{\rm kep}$  está de acuerdo con estas dos estimaciones. Los valores típicos de  $L_B/M_{\rm H\,I}$  para galaxias espirales se sitúan entre 11.2 y 8.9 (Bettoni et al. 2003). Consecuentemente, Mkn 1087 es un sistema relativamente rico en gas.

Keel (1988) obtuvo diagramas posición-velocidad usando varias líneas de emisión (H $\alpha$ , H $\beta$ , [N II], [O III]) para A.P. 57° (esta posición de rendija cruzaba la región #2) y para A.P.68°. El diagrama para esta última es muy similar al que nosotros hemos obtenido con A.P. 62°. Las zonas externas de la emisión detectada por Keel (1988) (que fue seleccionada porque correspondía a uno de los filamentos) están desplazadas hacia el rojo unos ~200 km s<sup>-1</sup> con respecto a la zona interna de Mkn 1087. Este autor sugirió que ello indicaba que el filamento estaba cayendo hacia la galaxia. Sin embargo, como comentaremos ampliamente en §7.2.3, nosotros pensamos que los filamentos observados en Mkn 1087 son realmente colas de marea originadas por procesos de interacción.

El objeto compañero del norte tiene una velocidad radial similar al cuerpo principal de Mkn 1087 (+117 km s<sup>-1</sup>), pero está desacoplado cinemáticamente del patrón de rotación de la galaxia principal. En la Figura 7.19 podemos observar que parece tener un pequeño patrón de rotación propio, aunque su extremo más austral muestra una pequeña desviación que podría interpretarse como un rasgo de interacción entre este objeto y Mkn 1087. Suponiendo rotación Kepleriana y una inclinación



FIGURA 7.20: (*Izquierda*) Valores de (V - R) frente a (U - B) para los brotes analizados en Mkn 1087 y las predicciones teóricas de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) para un brote instantáneo con una IMF de Salpeter y  $Z/Z_{\odot}=1$  and 0.4. La edad de los brotes decrece de izquierda a derecha. M representa los valores del cuerpo principal de Mkn 1087, mientras que K representa los valores de la galaxia KPG 103a. (*Derecha*)  $W(H\alpha)$  frente a (U - B) para los brotes de Mkn 1087 y las predicciones de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999). Se marcan algunas edades en el modelo con  $Z/Z_{\odot}=1$ , mostrando la evolución temporal del *starburst*. La anchura equivalente de H $\alpha$ ,  $W(H\alpha)$ , del compañero del norte (N) se indica con una flecha horizontal porque no disponemos del color U - B para este objeto.

de 90°, estimamos una masa de  $2.2 \times 10^8 \ M_{\odot}$  para este objeto, justo dos órdenes de magnitud menor que el valor que hemos estimado para Mkn 1087. Los valores típicos de masa para galaxias enanas se encuentran entre  $10^7$  y  $10^8 \ M_{\odot}$ , por lo que podemos clasificarlo como objeto enano. Estos resultados cinemáticos, junto con su baja abundancia de oxígeno,  $12 + \log(O/H) \sim 8.24$ , refuerzan la idea de que este objeto compañero no es una TDG sino una galaxia externa.

Por último, queremos resaltar el hecho de que la región #7 no muestra desviaciones importantes del patrón de rotación principal de Mkn 1087 en los diagramas con A.P. 357° y 358°. Esta observación contradice la sugerencia realizada por Keel (1988) de que #7 sea consecuencia de una fusión con una galaxia enana. En el mejor de los casos, esta supuesta fusión debería estar en un estado muy avanzado. Nuestros datos son más consistentes con la interpretación de que #7 es simplemente una región HII gigante (o un complejo de regiones de formación estelar brillantes) localizada en los brazos espirales de Mkn 1087.

# 7.2.3 Discusión

#### Edades de los brotes y poblaciones estelares

ME00 usaron los modelos de Leitherer y Heckman (1995) para determinar las edades de los brotes a partir de sus datos fotométricos. Hemos mejorado sus resultados combinando nuestros datos fotométricos ópticos e NIR corregidos por extinción con los modelos de síntesis espectral de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999), descendientes de los modelos de Leitherer y Heckman (1995). Se escogieron modelos con



FIGURA 7.21:  $F([O III] \lambda 5007)$  frente a  $W(H\beta)$  siguiendo los modelos de Stasińska et al. (2001). Las líneas corresponden a secuencias de distintas metalicidades y densidades electrónicas. Cada símbolo marca la posición de los modelos a intervalos de 1 Ma, comenzando en la esquina superior derecha del diagrama con una edad de 1 Ma.

dos metalicidades diferentes,  $Z/Z_{\odot}=1$  y 0.4, las apropiadas para el rango de metalicidades observadas en los objetos de Mkn 1087 (ver Tabla 7.13). Ambos suponían un brote instantáneo con una IMF de Salpeter, una masa total de  $10^6 M_{\odot}$  y un límite superior de 100  $M_{\odot}$ . Los distintos diagramas color-color empleados proporcionan intervalos de edad similares para todos los objetos. En la Figura 7.20 (*izquierda*) comparamos las prediciones del diagrama (V - R) frente a (U - B) con nuestros valores observacionales. Las regiones con colores más rojizos (#12, #3 y la galaxia KPG 103a) corresponden con los objetos más viejos del sistema (la región #11 también debería incluirse en este grupo). Hemos estimado una edad de unos 150 Ma para estas tres regiones, valor similar al obtenido por ME00.

En la sección anterior (HCG 31) vimos el procedimiento detallado para determinar la edad de los brotes comparando con los modelos teóricos. Además de los modelos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) hemos empleado los modelos de starbursts con estrellas WR de Schaerer y Vacca (1998) y los modelos de Stasiñska et al. (2001). Encontramos un buen acuerdo en todas las estimaciones de edad. El valor finalmente adoptado se incluye en la Tabla 7.10. Encontramos que todos los brotes tienen edades entre 6 y 9 Ma, excepto la región #7 que parece ser más joven (unos 4.5 Ma). En la Figura 7.20 (derecha) representamos nuestros valores de  $W(H\alpha)$  (obtenidos de datos espectroscópicos) frente al color U - B (determinado con los datos fotométricos) y las predicciones de los modelos de (Leitherer et al. 1999). Encontramos un buen acuerdo entre los modelos y los datos observacionales, excepto para el objeto #3, más viejo y que posee muy poca actividad de formación estelar. Como comentamos antes, las tres regiones brilllantes dentro de KPG 103a (K1, K2 y K3) muestran colores azules (ver color U - B en la Tabla 7.9). Aunque no tenemos espectros de estos objetos, parecen ser zonas con formación estelar en el núcleo de la galaxia. Hemos empleado los mismos modelos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) para estimar la edad de la formación estelar en ellos. Como podemos ver en la Figura 7.20 (*izquierda*), la posición de K1, K2 y K3 es consistente con los modelos, obteniendo una edad entre 6 y 7 Ma. No obstante, si el exceso de color, E(B-V), fuese algo mayor del que hemos adoptado (sólo hemos considerado la extinción Galáctica), estas regiones mostrarían colores aún más azules y sus edades serían ligeramente inferiores.

En la Figura 7.21 representamos nuestros valores observacionales de  $W(H\beta)$  y el flujo de la línea [O III]  $\lambda$ 5007/H $\beta$  mostrados en las Tablas 7.10 and 7.11, respectivamente, comparados con los modelos de Stasiñska et al. (2001) para regiones H II ionizadas por un *starburst* dentro de una nube con la misma metalicidad. Indicamos cuatro modelos con dos metalicidades,  $Z/Z_{\odot}=0.25$  y  $Z/Z_{\odot}=1$ , cambiando también la masa total y la densidad electrónica del gas ionizado. Todos los objetos muestran un buen ajuste con las predicciones, excepto las regiones #13 y #15. Este hecho puede deberse a la existencia de una población significativa de estrellas viejas en estos objetos, aunque es difícil detectarla con los espectros. No obstante, como vimos antes, sus colores y su  $W(H\alpha)$  indican que poseen un brote de formación estelar que se inició hace unos 8 Ma.

El espectro del centro de Mkn 1087 (ver Figura 7.17, *arriba*) muestra claramente absorciones en las líneas de Balmer de HI, por lo que podemos estimar una edad para la población estelar de esta zona usando los modelos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999). El mejor ajuste proporciona una edad de unos 100 Ma, sugiriendo que la formación estelar ha estado activa en el núcleo de la galaxia al menos desde entonces.

Para investigar la importancia de poblaciones de estrellas viejas, hemos realizado un análisis sencillo de los perfiles de brillo superficial de las dos galaxias principales, del compañero del norte y del objeto #3, siguiendo lo explicado en  $\S5.2.1$ . En la Figura 7.22 mostramos los perfiles de brillo superficial para los filtros B,  $V \ y \ R$ para Mkn 1087 y KPG 103a, mientras que para el compañero del norte y el objeto #3 se muestran en la Figura 7.23. Ambas figuras muestran también los perfiles de color B - R, incluyéndose demás en la primera el perfil de color B - V. Las líneas horizontales punteadas representan el color medio determinado para cada sistema (ver Tabla 7.9).

Podemos observar que los perfiles de brillo superficial se pueden separar en dos estructuras en todos los objetos excepto en #3, especialmente en la banda B, indicando que tienen una componente de baja luminosidad subyacente al brote. En el caso de las dos galaxias más brillantes, podemos atribuir esta componente subyacente a un disco. Hemos realizado un ajuste de los datos a una ley exponencial (ver  $\S5.2.1$ ). La parámetros estructurales obtenidos se indican en la Tabla 7.14, mostrándose también el ajuste sobre los perfiles en B en ambas figuras. No nos sorprendemos al encontrar dos componentes estructurales en Mkn 1087 y KPG 103a: la Figura 7.15 indica la presencia de un disco galáctico con una posible estructura



FIGURA 7.22: Perfiles de brillo superficial en B,  $V \ge R \ge 0$  perfiles de color para Mkn 1087 (*izquierda*) y KPG 103a (*derecha*). La línea en los diagramas de brillo superficial es un ajuste exponencial realizado al perfil en el filtro B. La línea punteada horizontal en los diagramas de color representa el color medio determinado para cada sistema.

TABLA 7.14: Parámetros estructurales de Mkn 1087 y de los objetos más brillantes asociados.

| Miembro  | $C.S.^a$ | $\mu_{B,0}$ | $\alpha_B \ (\text{kpc})$ | $\mu_{V,0}$ | $\alpha_V \; (\text{kpc})$ | $\mu_{R,0}$ | $\alpha_R \; (\text{kpc})$ |
|----------|----------|-------------|---------------------------|-------------|----------------------------|-------------|----------------------------|
| Mkn 1087 | yes      | 17.36       | 1.63                      | 17.34       | 1.72                       | 16.85       | 1.55                       |
| KPG 103a | yes      | 18.98       | 1.64                      | 19.78       | 2.44                       | 18.77       | 1.76                       |
| N. comp. | yes      | 20.91       | 1.22                      |             |                            | 20.89       | 1.22                       |
| #3       | no       | 21.93       | 1.42                      |             |                            | 21.52       | 1.41                       |

<sup>a</sup> Componente subyacente.

espiral en ambas galaxias. Además, es interesante subrayar la notable variación en el color B-V a lo largo de KPG 103a: parece que actividad de formación estelar está muy concentrada en su centro, posiblemente, en las tres regiones internas (K1, K2 y K3) analizadas con anterioridad. Estos objetos muestran colores mucho más azules,  $U-B \sim -0.4$ , que el determinado para la galaxia en su conjunto, U-B=0.17. También encontramos dos componentes estructurales en el objeto compañero del norte (Figura 7.23), indicando que un población importante de estrellas viejas está presente en él y apoyando la idea de que este objeto es en realidad una galaxia externa y no una TDG. Sin embargo, en el objeto #3 no se observan dos componentes. ¿Está dominando la contribución del starburst a la población subyacente? Este problema de las poblaciones perdidas en starbursts puede resolverse usando fotometría con alta resolución espacial en NIR (Noeske et al. 2003). Sin embargo, no creemos que esto pueda aplicarse en el objeto #3: su baja actividad de formación estelar, colores y edad sugieren que la única estructura observada corresponde a la población de estrellas viejas. La débil contribución del starburst está en este caso perdida bajo la componente vieja dominante.



FIGURA 7.23: Perfiles de brillo superficial y perfiles de color para el compañero del norte y el objeto #3. Seguimos la misma notación empleada en la Figura 7.22. Nótese que la región #3 parece presentar una única componente estructural.

#### Ritmos de formación estelar y la clasificación de Mkn 1087

Mkn 1087 y KPG 103a fueron detectadas conjuntamente por el satélite IRAS a 25, 60 y 100  $\mu$ m (fuente F04470+0314, ver Tabla 5.12), con flujos  $f_{25} = 0.50$  Jy,  $f_{60} =$ 3.48 Jy y  $f_{100} = 4.77$  Jy (IRAS Point Source Catalog, 1986). Usando la calibración dada por Kennicutt (1998) entre el ritmo de formación estelar y la luminosidad en FIR, encontramos que  $SFR_{\rm FIR}=11.5~M_{\odot}~{\rm yr}^{-1}$ . Este valor es típico para galaxias con formación estelar. También podemos determinar la temperatura y la masa del polvo templado,  $T_d$ , usando las expresiones dadas por Bettoni et al. (2003) y los flujos  $f_{60}$  y  $f_{100}$ . Obtenemos  $T_d=43.2~{\rm K}~{\rm y}~M_d=7.62\times10^6~M_{\odot}$ . Considerando la luminosidad de ambas galaxias, corresponde a un cociente masa-luminosidad de log  $M_d/L_B = -4.36$ , ligeramente inferior al esperado para galaxias espirales, entre  $-3.74~{\rm y}~4.07$  (Bettoni et al. 2003).

Condon et al. (2002) determinaron  $\log L_{1.4\,{\rm GHz}}$ =22.33 para Mkn 1087 usando el NRAO VLA Sky Survey (NVSS). Podemos estimar el SFR a partir de este valor empleando la calibración dada por Condon et al. (2002). Obtenemos un valor de  $SFR_{1.4\,{\rm GHz}}$  ( $M > 5M_{\odot}$ ) ~4.65  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup>, que podría considerarse como el ritmo de formación de estrellas masivas en los últimos 100 Ma. Suponiendo una función inicial de masa de Salpeter con límites 0.1 y 100  $M_{\odot}$ , podemos extrapolar este valor para que incluya masas menores, encontrando  $SFR_{1.4\,{\rm GHz}}$  ( $M > 0.1M_{\odot}$ ) ~25.8  $M_{\odot}$ yr<sup>-1</sup>, un valor relativamente alto comparado con el obtenido con los flujos FIR. No obstante, este resultado es coherente porque  $SFR_{1.4\,{\rm GHz}}$  mide el ritmo de formación estelar más reciente, mientras que  $SFR_{\rm FIR}$  indica un ritmo de formación estelar medio considerando poblaciones estelares con tiempos de vida más largos.

El SFR también se puede determinar usando la emisión en H $\alpha$ , aplicando la calibración dada por Kennicutt (1998). Podemos hacer una estimación del flujo en H $\alpha$  a partir de nuestros espectros considerando el tamaño de la rendija con respecto al área total de los brotes, de forma similar a como lo hicimos en HCG 31 (ver sección anterior). Estimamos que el flujo H $\alpha$  en C es ~10% del total de la galaxia.



FIGURA 7.24: (*Izquierda*) Cocientes de líneas de emisión en las regiones analizadas en Mkn 1087. Las líneas continuas proporcionan el límite de ionización para un *starburst* de edad cero, siguiendo los modelos de Dopita et al. (2000). (*Derecha*) Imagen de HST del centro de Mkn 1087 (Malkan et al. 1998). Se ha superpuesto la imagen sin saturar sobre la imagen profunda (en negativo), señalándose las zonas más importantes.

Este valor proporcionaría  $SFR_{H\alpha} \sim 4.5 \ M_{\odot} \ yr^{-1}$  en Mkn 1087. Como era de esperar, este valor tentativo es inferior al determinado a partir de los flujos FIR y 1.4 GHz porque no tiene en cuenta el flujo H $\alpha$  de las zonas más oscurecidas por polvo. El rango más probable para el SFR de Mkn 1087 está entre 4.5 (del flujo en H $\alpha$ ) y 11.5 (de los flujos en FIR)  $M_{\odot} \ yr^{-1}$ .

Algunos autores, como Condon et al. (2002), han clasificado Mkn 1087 como un núcleo de galaxia activo (AGN), pero nuestros datos no soportan tal hipótesis. El espectro de la zona central de Mkn 1087 (ver la Figura 7.17) es similar a los de galaxias starburst típicas. Las FWHM de las líneas de emisión H $\beta$  y [OIII]  $\lambda$ 5007 son 223 km s<sup>-1</sup> y 228 km s<sup>-1</sup>, respectivamente (corregidas por ensanchamiento instrumental). Las anchuras de las líneas de emisión en regiones H II nucleares y galaxias starbursts alcanzan los ~300 km s<sup>-1</sup>, mientras que el rango típico de FWHM para AGNs está situado entre 350 and 550 km s<sup>-1</sup> (Véron et al. 1997). Además, empleando los diagramas de diagnóstico de Dopita et al. (2000) (ver §3.8), encontramos que las posiciones de las regiones analizadas son consistentes con las regiones H II y no con AGNs, tal y como se aprecia en la Figura 7.24. Los AGNs se sitúan alrededor de log([O III]/H $\beta$ ) ~ 1, log([N II]/H $\alpha$ ) ~ 0.1 y log([S II]/H $\alpha$ ) ~ -0.2 (Veilleux y Osterbrock 1987).

Sin embargo, Mkn 1087 podría clasificarse como una galaxia compacta azul luminosa (LCBG). Las LCBGs son galaxias con ~  $L^*$  ( $L^* = 1.0 \times 10^{10} L_{\odot}$ ), azules, con alto brillo superficial, alta metalicidad y que albergan intensos *starbursts* junto a una población subyacente de estrellas viejas (Guzmán et al. 1998). Específicamente, una LCBG posee B - V < 0.6, brillo superficial de  $S_B < 21$  mag arcsec<sup>-2</sup> y  $M_B < -18.5$ . Mkn 1087 satisface todas estas propiedades: para un radio de 5 arcsec, muestra B - V = 0.11,  $S_B \sim 21$  mag arcsec<sup>-2</sup> y  $M_B = -22.3$ . Las LCBGs son

muy comunes a desplazamientos al rojo intermedios, pero para  $z \sim 0$  su número ha decaído alrededor de un factor 10 y parecen tener, de media, masas un orden de magnitud más pequeñas que las galaxias típicas actuales con similar luminosidad (Guzmán et al. 2003). Las propiedades observadas en LCBGS a bajo z son muy similares a las galaxias Lyman-break de alto z (Erb et al. 2003). Así, las LCBGS son unos objetos muy interesantes para estudios de evolución y formación de galaxias porque podrían equivaler a las galaxias Lyman-break a alto z en el universo local y han evolucionado más que otras clases de galaxias. Por todo esto, creemos que nuestro estudio de Mkn 1087 es prototípico al constituir el primer análisis detallado de un objeto de este tipo en el Universo local.

#### Población de estrellas WR

No hemos detectado ni el WR bump azul ni la línea nebular de He II  $\lambda$ 4686 en el espectro de la zona central de Mkn 1087. Sin embargo, hemos empleado los datos obtenidos por Vaceli et al. (1997) para determinar las poblaciones de estrellas WR en la galaxia, suponiendo que todo el flujo proviene de la línea He II  $\lambda$ 4686 que ellos sí detectan. Estos autores estimaron  $F(H\beta)=7.81\times10^{-14}$  erg s<sup>-1</sup> cm<sup>-2</sup> y  $F(He_{II}\lambda4686)=8.36\times10^{-15}$  erg s<sup>-1</sup> cm<sup>-2</sup>. Si consideramos que toda la contribución a la línea de  ${\rm He\,{\sc ii}}~\lambda$ 4686 proviende de estrellas WNL, encontramos unas 7200 WNL suponiendo que  $L(WNL 4686) = 1.7 \times 10^{36}$  erg s<sup>-1</sup> para una estrella del tipo WNL, Vacca y Conti (1992) (ver §4.7.1). Este valor es algo intrigante, puesto que Vacca y Conti (1992) dieron un límite superior de 1600 al número total de estrellas WNL presentes en Mkn 1087, un factor 4.5 menor que nuestra estimación. ¿Hay realmente estrellas Wolf-Rayet ahí? La rendija empleada por Vaceli et al. (1997) era  $2.4'' \times$ 4.8", mientras que la usada por Vacca y Conti (1992) tenía 1.5" de anchura, pero estos autores no indican su longitud. Nosotros hemos empleado una apertura de  $1'' \times 5.4''$  en nuestras observaciones en el telescopio 4.2m WHT. Quizás, las estrellas WR están concentradas en un área muy pequeña y Vaceli et al. (1997) fueron los únicos que observaron en el lugar correcto.

Para determinar el cociente WR/(WR+O), debemos corregir la contribución de las estrellas WR al flujo ionizante, obteniendo así el número total de estrellas O. Hemos supuesto  $L(H\beta)=4.76\times10^{36}$  erg s<sup>-1</sup> para una estrella O7V (Vacca y Conti 1992) y  $\eta \equiv O7V/O = 0.25$  (Schaerer y Vacca 1998). Estimamos unas 47500 estrellas O en Mkn 1087, implicando un cociente WR/(WR+O) de 0.13. Hemos empleado la calibración de WR/(WR+O) usando el flujo del WR *bump* azul dada por Schaerer y Vacca (1998) en su estudio de modelos de síntesis evolutiva para estrellas O y WR en jóvenes *starbursts* (Ecuación 4.13). Suponiendo que todo el flujo del WR *bump* azul proviene de la línea He II  $\lambda$ 4686 y usando el valor del flujo de esta línea dado por Vaceli et al. (1997), estimamos un cociente WR/(WR+O) de 0.12, valor que está en excelente acuerdo con nuestra determinación anterior. Sin embargo, estos valores representan un límite superior al real, puesto que Vaceli et al. (1997) no especificaron el origen nebular o estelar de He II  $\lambda$ 4686.

La edad estimada (ver Tabla 7.10) para los brotes más jóvenes de Mkn 1087, la zona central C y la región #7, entre 4 y 6 Ma, sugieren que las estrellas WR



FIGURA 7.25: (*Izquierda*) Relación entre la metalicidad y la distancia al núcleo de Mkn 1087 para todos los objetos observados. Hemos considerado las abundancias de oxígeno determinadas usando la calibración de Pilyugin (2001a). (*Derecha*) Relación luminosidad-metalicidad para las regiones separadas de Mkn 1087 y la región #7. La línea continua es la relación para galaxias enanas irregulares encontrada por Richer y McCall (1995), mientras que la línea discontinua es una extrapolación a luminosidades mayores. También hemos considerado las abundancias de oxígeno calculadas con la calibración de Pilyugin (2001a).

deberían estar presentes en estos *starburst* tan jóvenes. Creemos que efectos de apertura pueden jugar un papel importante en la no detección de los rasgos WR.

#### La composición química de los objetos.

Hemos analizado la dependencia radial de la metalicidad determinada en las regiones de Mkn 1087, que se muestra en la Figura 7.25 (*izquierda*). Hemos empleado las abundancias de oxígeno obtenidas mediante la calibración empírica de Pilyugin (2001a) (ver Tabla 7.13), aunque este método posee una incertidumbre muy elevada en los objetos #1 y #3 (hemos supuesto un error de  $\pm 0.20$  dex para ambos y  $\pm 0.10$ dex para el resto). Podemos distinguir dos zonas en esta figura: la primera es el propio disco de la galaxia, que se extiende hasta unos 10 kpc del centro de Mkn 1087. Encontramos 5 objetos diferentes en esta zona (las regiones internas), dos de ellos (C y #7) observados tanto con INT como con WHT (empleamos el valor medio de ambas estimaciones). El objeto #15 se sitúa justo en el borde del disco. La segunda zona es el área externa, donde la galaxia compañera del norte y los objetos #1 y #3 están localizados.

Ya explicamos con anterioridad que la región #7 parece ser una intensa zona de formación estelar *off-center* de Mkn 1087. Es resuelta en numerosas regiones individuales en la imagen de HST presentada por Malkan et al. (1998) (ver Figura 7.24, *derecha*). La Figura 7.25 (*izquierda*) sugiere que las abundancias de oxígeno del centro de la galaxia y #7 son muy similares, a pesar de la distancia de 6 kpc entre ambos. Keel (1988) sugirió que #7 era consecuencia de una fusión, pero los diagramas posición-velocidad con A.P. 357° y 358° no muestran ninguna evidencia dinámica de ello. Además, en la imagen de HST las regiones individuales que constituyen #7 no muestran una clara concentración central, apoyando la idea de que se trata de una región de formación estelar disparada por interacción y no el centro de un compañero fusionado (Walker et al. 1996).

La abundancia de oxígeno de las distintas regiones a lo largo del disco de Mkn 1087 es muy similar, pero la zona central parece mostrar una abundancia ligeramente mayor [12+log(O/H)=8.55, mientras que en las zonas externas se tienen valores alrededor de 8.45]. Por otro lado, el cociente N<sup>+</sup>/O<sup>+</sup> es entre 0.2 y 0.3 dex mayor en el núcleo. Estos resultados sugieren la posible presencia de un débil gradiente de abundancias a lo largo del disco de Mkn 1087 (de unos -0.013 dex kpc<sup>-1</sup>), aunque nada definitivo puede decirse teniendo en cuenta las incertidumbres. Los valores típicos de gradientes de oxígeno en galaxias espirales se sitúan entre-0.009 dex kpc<sup>-1</sup> y -0.231 dex kpc<sup>-1</sup>, con un valor medio de -0.06 dex kpc<sup>-1</sup> (Zaritsky et al. 1994).

Los objetos externos #1 y #3 se localizan a 26 y 19 kpc, respectivamente, del centro de Mkn 1087 y parecen mostrar abundancias de oxígeno similares a las que se obtienen en el disco de la galaxia,  $12+\log(O/H)\sim8.50$ . Este resultado apoya la idea de que ambos objetos sean TDGs.

De la Figura 7.25 (*izquierda*) es evidente que el objeto compañero del norte posee un cociente O/H significativamente menor que el encontrado en el disco de Mkn 1087. La diferencia química también es evidente en el cociente  $N^+/O^+$ , que tiene un valor alrededor de -1.4 en el objeto compañero y entre -0.8 y -1.1 en el resto de regiones. El valor de -1.4 es del orden del típico encontrado en galaxias enanas (Garnett et al. 1997). Esto es una nueva evidencia de que el compañero del norte es una galaxia externa preexistente.

#### La relación luminosidad-metalicidad

En la Figura 7.25 (derecha) mostramos la comparación entre la relación luminosidadmetalicidad encontrada por Richer y McCall (1995) (Ecuación 4.1) y los datos observacionales de las regiones estudiadas en Mkn 1087. Hemos supuesto que Mkn 1087 posee la metalicidad de su centro, pero obviamente su posición bajo la relación de Richer y McCall (1995) se explica porque no es una galaxia enana. En la Figura 7.25 (derecha) podemos observar que la posición del compañero del norte es consistente con la relación luminosidad-metalicidad para galaxias enanas (de hecho, es el único objeto consistente con ella). Vimos en la sección anterior, al analizar el diagrama luminosidad-metalicidad de los objetos de HCG 31, que esta relación no parece apropiada para starbursts jóvenes porque la contribución de la luminosidad azul dominante movería los objetos hacia la izquierda del diagrama. En el caso de la galaxia compañera del norte esto no parece un problema: como vemos en la Figura 7.25 (derecha), aunque la magnitud de este objeto decayese  $\sim 1.5$  magnitudes, seguiría cumpliendo con la relación, por lo que podemos interpretarlo como un objeto externo e independiente y no una TDG. La presencia del objeto enano de marea #1 y su puente asociado con el centro de Mkn 1087, que está casi alineado con la galaxia compañera, sugiere que esta galaxia está en interacción con Mkn 1087.

Duc y Mirabel (1998) encontraron que las galaxias enanas con metalicidades mayores de las esperadas siguiendo la relación luminosidad-metalicidad [i.e, galaxias enanas situadas en la zona superior derecha en la Figura 7.25 (*derecha*)] son TDGS. Los objetos #1 y #3 se localizan en esta zona del diagrama y lejos de la relación de Richer y McCall (1995) para galaxias enanas irregulares. Esta evidencia refuerza nuestra hipótesis de que ambos objetos son galaxias enanas de marea originadas a partir de material expulsado de Mkn 1087. Finalmente, la posición de la región #7 en la relación luminosidad-metalicidad no satisface la idea de Keel (1988) de que este objeto es una galaxia externa fusionada. Si esto fuese cierto, la posición de #7 debería ser bien distinta.

#### Mkn 1087: un probable grupo en interacción.

A veces se encuentran rasgos de interacción en grupos de galaxias, especialmente en grupos compactos, ver por ejemplo Iglesias-Páramo y Vílchez (2001); HCG 92: el *Quinteto de Stephan* (Yun et al. 1997; Sulentic et al. 2001); HCG 54 (Verdes-Montenegro et al. 2002); el grupo de galaxias de NGC 6845 (Scott, Koribalski y Jones 2003); HCG 31 (sección anterior, López-Sánchez et al. 2004a). Consideramos que Mkn 1087, KPG 103a y el objeto compañero del norte son, en realidad, un grupo de galaxias. Podríamos incluir en este grupo al objeto de marea #3.

Hemos estudiado los criterios de selección dados por Hickson (1982) y Hickson et al. (1992) para definir los grupos compactos de galaxias y aplicarlos al caso particular de Mkn 1087. Nuestro grupo satisface los criterios de número de galaxias (al menos, tres galaxias con velocidades radiales similares), aislamiento (no hay otras galaxias con  $\Delta mag < 3$  en un radio menor que 3 veces el tamaño del grupo) y compacidad (el brillo superficial medio del grupo,  $\mu_G$ , definido como la distribución del flujo de todos los miembros sobre el tamaño del grupo, es de 23.5 y, por tanto, inferior a 26). Sin embargo, no cumple el criterio de magnitud relativa porque la galaxia compañera del norte difiere en más de 3 magnitudes de la de las galaxias más brillantes. Consecuentemente, Mkn 1087 y sus alrededores no puede clasificarse estrictamente como un grupo compacto de galaxias, siguiendo los criterios de Hickson, que están definidos por las limitaciones del muestreo de Hickson. Lo que para nosotros es claro es que todos forman realmente un grupo de galaxias con, al menos, tres miembros (cuatro si consideramos también a #3).

El conocimiento de la dinámica y las orientaciones de las galaxias en el grupo ofrece nuevas pistas para entender qué clases de interacciones han podido generar las estructuras observadas. Como ya vimos, Mkn 1087 es una galaxia espiral con una inclinación de  $\sim 37^\circ$  con respecto a la visual. Su zona occidental está más próxima a nosotros y su zona norte se acerca a nosotros. Todas las colas parecen ser casi radiales al disco espiral, pero las corrientes apuntando hacia los objetos #11 y #12 parecen tener una orientación casi polar mientras que la cola hacia el objeto #1 podría estar cerca del plano del disco. Es muy curioso que el intenso brote #7 está también alineado en esta dirección.

La región #15, localizada al principo de la larga cola hacia el objeto #1, tiene colores azules,  $U - B \sim -0.6$ , indicando formación estelar. Las imágenes (ver las Figuras 7.15 y 7.16) revelan pequeñas regiones a lo largo de la cola, que decrecen en dirección a #1. Parecen ser también débiles regiones de formación estelar porque en esta zona detectamos emisión en H $\alpha$  tanto en el espectro obtenido con 4.2m WHT como en la imagen en H $\alpha$  obtenida con 2.2m CAHA (ver Figura 6.2). La región #1 parece ser un objeto irregular compuesto por pequeñas regiones difusas ocupando un tamaño de unos 4". No creemos que #1 sea un objeto pre-existente destruido, sino un resto de marea expulsado de Mkn 1087 porque su metalicidad es muy similar a la encontrada en el disco espiral. Además, si el objeto #1 fuese un objeto de baja masa destruido, su potencial gravitatorio habría sido lo suficientemente fuerte como para modificar considerablemente el patrón espiral de Mkn 1087 (Walker et al. 1996). En las fusiones menores (minor mergers), la galaxia principal desarrolla un marcado patrón espiral con dos brazos, mientras que el núcleo del satélite externo de baja masa sería finalmente una pequeña entidad con forma de bulbo. Ejemplos de fusiones menores son Arp 31 (van Moorsel 1988), NGC 7252 [galaxia conocida como Átomospara-la-Paz (Schweizer 1982; Hibbard et al. 1994)] o NGC 1097 (Higdon y Wallin 2003). Todos estos sistemas muestran que la parte interna de la galaxia principal está muy perturbada por colas, ondas y bucles. Ninguna de estas características es observada en nuestro caso: la imagen de HST de Mkn 1087 (ver Figura 7.24, derecha) revela un patrón espiral claro y no perturbado, algo que también se observa en los diagramas posición-velocidad (ver Figuras 7.18 y 7.19), y el objeto #1 no tiene forma de bulbo. Además, Mihos y Hernquist (1994) propusieron que este tipo de fusiones podrían enviar gas desde el disco al centro de la galaxia provocando un fuerte starburst nuclear que estaría muy concentrado en las partes más internas del disco. Esto no se observa en Mkn 1087, donde la actividad de formación estelar se extiende en todo el disco.

Los datos presentados en este estudio proporcionan nuevas pistas para entender la evolución del grupo. El número y la intensidad de las colas y puentes de material detectados indica que los procesos de interacción han sido importantes en el pasado reciente del sistema. Las perturbaciones gravitatorias parecen haber disparado los brotes de formación estelar que hoy día se observan en Mkn 1087 y sus alrededores. Proponemos el siguiente escenario para explicar los rasgos morfológicos y las abundancias químicas observadas en el grupo:

- Tres galaxias independientes forman el grupo: Mkn 1087, KPG 103a y la galaxia compañera del norte, esta última menos masiva que las otras (una galaxia enana). Mkn 1087 es una galaxia espiral vista casi de frente. KPG 103a es probablemente otra galaxia espiral.
- 2. Es posible que Mkn 1087 y KPG 103a sufrieran un encuentro cercano que originó las estructuras de marea observadas hacia los objetos #11 y #12 a partir de material expulsado de Mkn 1087. Creemos que esta interacción también creo la cola de marea hacia el objeto #3, que después formó una galaxia enana de marea con una población importante de estrellas viejas (aunque también ocurrió algo de formación estelar porque muestra débiles rasgos de emisión).

KPG 103a también desarrolló algún tipo de estructuras de marea que actualmente son difíciles de detectar: apenas son apreciadas al este de KPG 103a, objeto que también muestra una difusa pluma hacia el oeste. Se encuentran regiones azules (posiblemente brotes de formación estelar) en el centro de la galaxia, sugiriendo que quizás KPG 103a está aún sufriendo el efecto de las perturbaciones de marea.

3. Probablemente, un poco después, el compañero del norte interaccionó con la zona nordoriental de Mkn 1087. Este encuentro originó las colas de marea hacia el objeto #2 y el intenso puente de material hacia #1, quizás disparando el starburst en ambas galaxias. Este encuentro cercano tuvo que ser muy intenso y relativamente reciente, porque las estructuras que se crearon son aún claramente visibles y formadas de material expulsado del cuerpo principal de Mkn 1087. También se encuentra algo de formación estelar en la cola hacia el objeto #1. La debilísima pluma observada al sur del compañero del norte, que apunta precisamente hacia #1, refuerza este escenario.

Ambos procesos de interacción probablemente no están separados temporalmente, esto es, quizás la interacción entre Mkn 1087 y la galaxia del norte comenzó antes de que la interacción con KPG 103a terminara. Simulaciones de *N*-cuerpos (Mihos y Hernquist 1996; Dubinski 1998) muestran que las galaxias elípticas encontradas en la mayoría de cúmulos y grupos de galaxias se han formado como consecuencia de fusiones de varias galaxias, aunque el canibalismo galáctico de galaxias más pequeñas sólo cuenta para una pequeña fracción de la masa acrecentada. Así, la probable evolución futura del sistema será la fusión de todas las galaxias y, quizás, el nacimiento de una galaxia elíptica. Sería muy deseable realizar estudios detallados de otras LCBGs en el universo local (como Mkn 1087). Esto sería esencial para comprender el origen y la evolución de este tipo de galaxias en el Universo temprano. Quizás, las interacciones y fusiones entre galaxias jugaron un papel más importante a grandes z.

Finalmente, sería muy interesante conseguir un mapa en radio en HI del sistema para analizar la distribución del gas neutro presente en Mkn 1087 y sus alrededores [de una forma similar a los estudios presentados por Hibbard y van Gorkom (1996) o Hibbard et al. (2001a), por ejemplo]. Este estudio proporcionaría una mejor comprensión de la evolución pasada y futura del grupo de galaxias, además de servir para confirmar definitivamente cuáles de los rasgos de marea observados en nuestras imágenes ópticas han sido originados en las interacciones entre los distintos miembros del grupo.

# Capítulo 8 :

# Poblaciones estelares en galaxias WR: el caso de IRAS 08339+6517

La noche había cerrado sobre la llanura pedregosa, la primera hiena rió a lo lejos y tímidas estrellas parpadearon en un cielo que pronto se cuajaría de ellas, en un portentoso espectáculo que nunca se cansaba de admirar, pues eran, quizás, esas estrellas de las noches en calma, las que le ayudaban a continuar en la brecha tras todo un largo día de calor, tedio y desesperanza. Los tuareg pinchan con sus lanzas las estrellas, para alumbrar con ellas los caminos... Era un hermoso dicho del desierto; nada más que una frase, pero quien la inventó conocía bien aquellas noches y aquellas estrellas, y sabía lo que significaba contemplarlas durante horas tan de cerca. Tres cosas le fascinaron desde niño: una hoguera, el mar rompiendo contra las rocas de un acantilado, y las estrellas en un cielo sin nubes. Mirando el fuego se olvidaba de pensar; mirando el mar se sumergía en los recuerdos de su infancia, y contemplando la noche se sentía en paz consigo mismo, con el pasado, el presente, y aún casi en paz con su propio futuro.

Tuareg, Alberto Vázquez-Figueroa, 1981

 ${
m E}$ l conocimiento de la historia de formación estelar de las galaxias es fundamental para entender su evolución. En las galaxias cercanas, como aquellas pertenecientes al Grupo Local, se estudia analizando el contenido estelar de las galaxias mediante diagramas color-magnitud (CMD) o estrellas individuales [ver Grebel (1999) y referencias]. Sin embargo, en galaxias distantes sólo puede determinarse a través de técnicas de síntesis espectral. El análisis del medio interestelar dentro y alrededor de las galaxias complementa el estudio de sus historias de formación estelar. Como sabemos, la actividad de formación estelar es más intensa en las galaxias starbursts, donde la población de estrellas jóvenes dominan tanto que pueden llegar incluso a esconder la población de estrellas más evolucionada que exista en ellas. Los casos más extremos son las galaxias compactas azules (BCGs), que poseen abundancias metálicas muy bajas y exhiben actividad de formación estelar en toda su extensión. Aunque la majoría de estos sistemas posee una población de estrellas viejas con edades de varios Ga (Loose y Thuan 1986), en algunas de ellas no se observa, por lo que se ha sugerido que realmente son galaxias jóvenes (Izotov y Thuan 1999). El mejor ejemplo de este tipo de BCDGs es I Zw 18, una bone fide galaxia joven en el universo local (Izotov y Thuan 2004). A desplazamientos al rojo intermedios y altos, se encuentra una clase heterogénea de intensos *starbursts* con una luminosidad de  $L^*$  ( $L^*=1.0\times10^{10}L_{\odot}$ ) (Guzmán et al. 2003). Estos sistemas se denominan *galaxias compactas azules luminosas* (LCBGs) y su evolución y naturaleza son aún cuestiones abiertas, siendo fundamental conseguir una muestra de ellos en el universo local para investigar el origen de su actividad (Werk et al. 2004).

En este capítulo, presento un detallado análisis fotométrico y espectroscópico de la galaxia luminosa en infrarojo IRAS 08339+6517, trabajo que fue publicado con el título Star formation and stellar populations in the Wolf-Rayet(?) luminous compact blue galaxy IRAS 08339+6517 (López-Sánchez, Esteban y García-Rojas, 2006). Nuestros datos parecen revelar la existencia del rasgo WR en el brote central del sistema y confirman que este objeto también puede clasificarse, al igual que Mkn 1087 (ver Capítulo anterior), como LCBG.

### 8.1 Estudios previos de IRAS 08339+6517

IRAS 08339+6517 se localiza a 80 Mpc (a esa distancia, 1"=388 pc, suponiendo  $H_0=75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ) y fue registrada por primera vez en el *IRAS Point Source Catalog* (1986). Margon et al. (1988) realizó un estudio multifrequencia y describió el objeto como un nucleo *starburst* excepcionalmente brillante y compacto. González-Delgado et al. (1998) presentaron un análisis UV detallado, sugiriendo que para explicar el ala azul observada en las líneas de absorción estelar CIV  $\lambda$ 1550 y SiIV  $\lambda$ 1400, deberían existir aún estrellas O en los cúmulos ionizantes de la galaxia, aunque no podrían ser más masivas de 40  $M_{\odot}$ . Kunth et al. (1998) observó el perfil P-Cygni en la emisión en Ly $\alpha$ , que también mostraba dos componentes, indicando la estructura caótica del medio interestelar en este objeto. Mas-Hesse et al. (2003) incluyeron IRAS 08339+6517 en su estudio óptico y UV de galaxias *starbursts* emisoras en Ly $\alpha$  realizado con Hst.

En un artículo muy reciente, Cannon et al. (2004) presentaron imágenes VLA HI de esta galaxia *starburst*, encontrando una estructura de marea de hidrógeno atómico muy extendida (ver Figura 8.1) que indicaba que estaba en interacción con una compañera cercana, 2MASX J08380769+6508579 (a la que designaremos como galaxia compañera a lo largo del presente estudio). Cannon et al. (2004) estimaron unas masas de hidrógeno neutro de  $(1.1\pm0.2)\times10^9 M_{\odot}$  y  $(7.0\pm0.9)\times10^8 M_{\odot}$  para IRAS 08339+6517 y su galaxia compañera, respectivamente, y una masa de  $(3.8\pm0.5)\times10^9 M_{\odot}$  en el puente de marea entre ellas. Así, aproximadamente el 70% del gas neutro ha sido expulsado de una o de las dos galaxias.

Tal y como se recoge en los capítulos anteriores de esta tesis, nuestros datos muestran evidencias crecientes de la conexión entre la detección de las estrellas Wolf-Rayet en una galaxia *starburst* y el hallazgo de rasgos de interacción en estos objetos [ver también Méndez y Esteban (2000), López-Sánchez y Esteban (2003a), López-Sánchez et al. (2004a), López-Sánchez et al. (2004b)]. Las características previamente observadas en IRAS 08339+6517 (fuerte emisión en H $\alpha$ , intenso *starburst*, detección de una cola de marea de HI extensa en dirección a la galaxia enana compañera) la hacen un objeto ideal para buscar la existencia de estrellas WR.



FIGURA 8.1: (a) Imagen Dss de IRAS 08339+6517 sobre la que se encuentran superpuestos los contornos de HI de momento cero obtenidos por Cannon et al. (2004). Los contornos corresponden a densidades columnares de  $(5.5, 15, 24, 33, 42, 51) \times 10^{20}$  cm<sup>-2</sup>. El tamaño del haz aparece abajo a la derecha. (b) Campo de velocidad de IRAS 08339+6517. De esta figura es aparente que HI ha sido expulsado de una o de ambas galaxias. La galaxia compañera parece mantener una componente de rotación de sólido-rígido en su gas neutro, aunque los signos de rotación son menos evidentes en IRAS 08339+6517. Este hecho sugiere que la interacción ha perturbado completamente el gas en la galaxia principal. Figura extraída de Cannon et al. (2004).

De esta manera, hemos obtenido imágenes profundas de banda ancha en el óptico e imágenes H $\alpha$  junto a espectroscopía óptica de resolución intermedia de IRAS 08339+6517 y su galaxia enana compañera. El objetivo es estudiar su morfología y poblaciones estelares, además de la distribución, composición química y cinemática del gas ionizado, y comprobar si se observan estrellas WR en sus brotes de formación estelar más recientes.

# 8.2 Resultados

### 8.2.1 La extinción hacia IRAS 08339+6517

Hemos estudiado cuidadosamente el coeficiente de enrojecimiento,  $C(H\beta)$ , determinado a partir de nuestros espectros usando el decremento Balmer para conseguir datos fotométricos y espectroscópicos más precisos de IRAS 08339+6517 y su galaxia compañera. Como se explicó en §3.10, los flujos de las líneas de Balmer en espectros ópticos deben también corregirse por la absorción estelar subyacente. Hemos empleado el procedimiento iterativo detallado en dicha sección para conseguir ambos valores,  $C(H\beta)$  y  $W_{abs}$ , para todos los espectros analizados, emple-



FIGURA 8.2: (a) Imagen profunda óptica en banda R de IRAS 08339+6517 y su galaxia compañera, 2MASX J08380769+6508579. La imagen está saturada para mostrar los rasgos más débiles. (b) La galaxia enana compañera e (c) IRAS 08339+6517 en imágenes en R no saturadas. La escala de grises es logarítmica en los tres casos.

ando la Ecuación A.23 y considerando la ley de extinción de Seaton (1979). Utilizamos los cocientes teóricos proporcionados por Storey y Hummer (1995) entre parejas de líneas de Balmer de HI esperados para el el caso B de recombinación (ver Tabla A.3). La pareja de  $C(H\beta)$  y  $W_{abs}$  que proporciona el mejor ajuste entre los cocientes teóricos y observados se recopila en la Tabla 8.3. Una vez obtenido el coeficiente de enrojecimiento, los datos fotométricos fueron corregidos por extinción. Hemos combinado la ley de Seaton (1979) y el cociente estándar  $R_V = A_V/E(B-V)=3.1$  para obtener la extinción en V,  $A_V \sim 2.11 \times C(H\beta)$ , y el exceso de color,  $E(B-V)=0.68 \times C(H\beta)$ . Los datos en U, B y R se corrigieron empleando la parametrización de Rieke y Lebofsky (1985)<sup>1</sup>,  $A_U = 1.531 \times A_V$ ,  $A_B=1.324 \times A_V$  y  $A_R=0.748 \times A_V$ , mientras que los datos en  $H\alpha$  se corrigieron considerando  $A_{H\alpha}=1.61 \times C(H\beta)$  (Seaton 1979).

Como se verá más abajo, hemos extraído ocho aperturas diferentes para estudiar el gas ionizado en IRAS 08339+6517. El valor de  $C(H\beta)$  conseguido varía entre 0.18 y 0.30, implicando un exceso de color entre 0.12 y 0.20. Hemos adoptado el valor medio de las ocho zonas,  $C(H\beta)=0.24$ , como representativo para la galaxia. El exceso de color usado para corregir los datos fotométricos es E(B-V)=0.16 (ver

 $<sup>^{1}</sup>$ Como explicamos en §3.10, estos valores dados por Rieke y Lebofsky (1985) difieren ligeramente de los mostrados en la Tabla A.1.
=

| Propiedad  | IRAS 08339+6517  | Compañera  |
|--|--|--|
| $ \begin{array}{c} {{\rm M}_B}^0 \\ {{\rm m}_B}^0 \\ {{\rm L}_B}/{L_{\bigodot}} \\ {{\rm E}}(B-V)^{\rm a} \end{array} $  | $\begin{array}{c} -21.57 \pm 0.04 \\ 12.94 \pm 0.04 \\ (6.69 \pm 0.24) \times 10^{10} \\ 0.16 \pm 0.02 \end{array}$  | $\begin{array}{c} -18.21\pm0.04\\ 16.31\pm0.04\\ (2.99\pm0.11)\times10^9\\ 0.13\pm0.02\end{array}$   |
| $\begin{array}{l} (U-B)^{0} \\ (B-V)^{0} \\ (V-R)^{0} \\ (V-J)^{0,\mathrm{b}} \\ (J-H)^{0,\mathrm{b}} \\ (H-K_{s})^{0,\mathrm{b}} \end{array}$   | $\begin{array}{c} -0.51\pm 0.08\\ 0.02\pm 0.08\\ 0.24\pm 0.08\\ 1.39\pm 0.06\\ 0.64\pm 0.05\\ 0.23\pm 0.06\end{array}$   | $\begin{array}{c} -0.16 \pm 0.10 \\ 0.20 \pm 0.08 \\ 0.26 \pm 0.08 \\ 1.56 \pm 0.12 \\ 0.21 \pm 0.25 \\ 0.68 \pm 0.28 \end{array}$   |
| $\begin{array}{l} M_{\rm HII}~(M_{\odot}) \\ M_{\rm HI}~(M_{\odot})^{\rm \ c} \\ M_{dust}~(M_{\odot})^{\rm \ d} \\ M_{Kep}~(M_{\odot}) \\ M_{Kep}/M_{\rm HI} \\ M_{\rm HII}/M_{\rm HI} \\ L_B/M_{Kep} \\ L_B/M_{dust} \end{array}$ | $\begin{array}{c} (1.45\pm0.07)\times10^7\\ (1.1\pm0.2)\times10^9\\ 4.5\times10^6\\ (10\pm3)\times10^9\\ 9.1\\ 0.013\\ 6.7\\ 60.8\\ 1.5\times10^4 \end{array}$ | $\begin{array}{c} (2.6\pm0.3)\times10^5\\ (7.0\pm0.9)\times10^8\\ \\ \\ \\ (8\pm2)\times10^9\\ 1.1\\ 0.0004\\ 0.37\\ 4.2\\ \\ \\ \\ \\ \\ \\ \\ \\ \\ \\ \\ \\ \\ \\ \\ \\ \\ \\ $ |
|  | $9.5 \\ 0.15 \\ 4 - 5 \\ 30 - 50 \\ 0 \\ 8.45 \pm 0.10$  | $\begin{array}{c} 0.17 \\ 5.4 \\ 5-6 \\ > 250 \\ 20 \pm 10 \\ 8.38 \pm 0.10 \end{array}$   |
| $\frac{N(WR)^{i}}{WR/(WR+O)^{i}}$  | $\sim 310$<br>0.03   |  |

TABLA 8.1: Propiedades generales de IRAS 08339+6157 y la galaxia enana compañera.

<sup>a</sup> Determinado a partir de  $C(H\beta)$ , ver §8.2.1.

<sup>b</sup> Determinado a partir de O(112), ou 30021. <sup>c</sup> De Cannon et al. (2004).

 $^{\rm d}$ Determinado usando la relación de Huchtmeier et al. (1995) (Ecuación 10.19) entre los flujos FIR de 60 y 100 $\mu{\rm m}$ FIR y la masa de polvo. <sup>e</sup> Edad estimada de los brotes más recientes usando nuestros datos H $\alpha$  y espectroscópicos. Ver §8.3.1 para más

detalles. <sup>f</sup> Edad estimada comparando nuestros colores ópticos con los modelos proporcionados por STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997) (ver §8.3.1). <sup>g</sup> Diferencia de velociad radial con respecto al centro de IRAS 08339+6517.

<sup>h</sup> Determinado usando la calibración empírica de Pilyugin (2001a), ver §8.2.4.

 $^{\rm i}$ Número aproximado de estrellas WR y cociente WR/(WR+O), ver §8.11.

Tabla 8.1). Los mapas de todo el cielo de la emisión del polvo en infrarrojo presentados por Schlegel et al. (1998) proporcionan un exceso de color de E(B-V)=0.092(suponiendo  $R_V=3.1$ ) para la longitud y latitud Galáctica de IRAS 08339+6517. Este valor es inferior al que hemos obtenido para las galaxias, E(B-V) entre 0.16 y 0.13, lo que indica que una fracción importante del polvo en la línea de visión es externa a la Vía Láctea, especialmente en el objeto principal.

La importancia de la corrección por extinción en este objeto ya fue resaltada por González-Delgado et al. (1998), quienes estudiaron la variación del exceso de color a partir de varios métodos: el decremento Balmer [que daba un valor de E(B - V) = 0.52, similar al que determinaron Margon et al. (1988) usando el cociente H $\alpha$ /H $\beta$ , E(B-V) =0.55, aunque ambos no corrigen por absorción estelar subyacente] y el cambio de la pendiente del contínuo UV [que sugería valores más pequeños para la extinción, E(B-V) = 0.1-0.2]. González-Delgado et al. (1998) explicaron esta diferencia como consecuencia de una distribución no homogénea del polvo, aunque podría también deberse a la variación en el estado evolutivo de la población estelar con el tamaño de la apertura. Los datos determinados a partir de nuestros espectros ópticos sugieren que E(B-V) no es tan alto como el encontrado por González-Delgado et al. (1998) y Margon et al. (1988) usando el mismo método pero sí similar al valor obtenido a partir de datos UV. Este resultado es apoyado por Stevens y Strickland (1998b), quienes estudiaron observaciones ROSATPSPC de IRAS 08339+6517, encontrando que el ajuste espectral proporcionaba una temperatura de rayos-X de kT=0.58 keV, con Z = 0.02 $Z_{\odot}$  y una densidad columnar de  $1.40 \times 10^{21}$  cm<sup>-2</sup>, que implicaba una sustanciosa absorción local. Usando el cociente polvo-a-gas dado por Kent et al. (1991) (ver Ecuación A.1), determinamos un exceso de color de 0.24. Este valor es mayor que el que hemos conseguido usando el decremento Balmer pero no tan discrepante como el sugerido por González-Delgado et al. (1998).

No obstante, hemos observado diferencias significativas en los valores de  $C(H\beta)$  obtenidos en diferentes zonas y aperturas dentro de IRAS 08339+6517. Discutiremos brevemente este aspecto en §8.3.4.

### 8.2.2 Imágenes en óptico

En la Figura 8.2a mostramos nuestra imagen profunda en la banda R, que ha sido saturada para apreciar las estructuras más débiles. La imagen revela una morfología perturbada en las regiones externas de IRAS 08339+6517. Las más relevantes son un brillante rayo al sur de la galaxia y un largo arco de material que conecta el norte de la galaxia con este rayo brillante. El arco parece romperse en dos hacia el SE de la galaxia. Se aprecia otro débil arco entre la zona oeste y el final del rayo brillante. Además, encontramos una pluma muy difusa en la zona NO de la galaxia, precisamente en dirección hacia la galaxia compañera. Esta pluma coincide con el comienzo de la cola de marea en HI descubierta por Cannon et al. (2004) entre las dos galaxias.

Mostramos las imágenes no saturadas de ambas galaxias en las Figuras 8.2b y c. IRAS 08339+6517 muestra una morfología circular. Suponiendo que tenga una geometría de disco, esto indicaría que vemos la galaxia casi de cara. Aparecen algunas estructuras en su zona central que siguen un patrón aparentemen simétrico desde el núcleo. Aunque no están completamente resueltas, muestran valores bajos del color U - B y, como veremos en la siguiente subsección, presentan importante emisión en H $\alpha$ , indicando que la zona interna de la galaxia posee alta actividad de formación estelar. Estos hechos sugerirían la presencia de una estructura en forma de disco dentro de IRAS 08339+6517. La galaxia compañera no posee una morfología elíptica muy excéntrica ni tampoco rasgos destacados en su interior. Presenta colores más azules en las zonas externas que en su centro.

Hemos realizado la fotometría de apertura de las galaxias en los filtros ópticos, siguiendo el procedimiento explicado en §5.2.1. Los valores fotométricos finales de-



FIGURA 8.3: (*Izquierda*) Imagen en H $\alpha$  sustraída de continuo de IRAS 08339+6517. Los contornos representan  $3\sigma$ ,  $5\sigma$ ,  $7\sigma$ ,  $15\sigma$ ,  $30\sigma$ ,  $70\sigma$ ,  $140\sigma$ ,  $230\sigma$ ,  $430\sigma$  y  $700\sigma$  sobre el nivel del cielo. Mostramos también la posición de rendija empleada para espectroscopía, con  $138^{\circ}$ , nombrando todas las regiones individuales analizadas. (*Derecha*) Flujo relativo de H $\alpha$  a lo largo de la rendija usada para espectroscopía, indicando las zonas para las que se han extraído espectros unidimensionales. Las regiones #1 (el centro de la galaxia), #2, A y B tienen un tamaño de 1". También mostramos cuatro aperturas adicionales extraídas para estudiar las variaciones espaciales de las propiedades del gas ionizado dentro de la galaxia, que tienen un tamaño de 2.5", 5", 9" y 12". La apertura de 12" representa al espectro integrado de la galaxia, que mostramos en la Figura 8.4, arriba.

terminados para cada galaxia, corregidos por extinción, se listan en la Tabla 8.2. También mostramos en esta tabla los colores en NIR determinados a partir de los valores proporcionados por el cartografiado 2MASS, que tambien fueron corregidos por extinción. IRAS 08339+6517 muestra colores más azules que su objeto compañero. Como veremos en §8.3.1, un análisis detallado del perfil del brillo superficial revela la presencia de dos poblaciones estelares diferentes dentro de IRAS 08339+6517. Las magnitudes en *B* calculadas implican magnitudes absolutas de  $M_B \sim -21.6$  para la galaxia principal y  $M_B \sim -18.3$  para su compañera (prácticamente, una galaxia enana).

# 8.2.3 Imagen en H $\alpha$

El mapa de H $\alpha$  substraido de continuo de IRAS 08339+6517 se muestra en la Figura 8.3, donde también se incluye la posición de rendija usada para espectroscopía y las diferentes regiones que se han extraído. La galaxia muestra una morfología casi circular en emisión en H $\alpha$ , excepto por el brazo localizado en su zona nordoccidental (región #7 en la Figura 8.3). Esta rasgo también se sitúa en dirección a la galaxia compañera. Se encuentran algunas regiones de formación estelar dentro del disco, siendo la central (región #1) la más brillante. Ello indica que toda la galaxia está experimentando una considerable formación estelar. Las regiones #4 (que parece estar conectada con #1 y se encuentra rota en tres pequeñas zonas) y #6 (conectada

| Región   | Flujo $10^{-13} \mathrm{erg} \mathrm{cm}^{-2} \mathrm{s}^{-1}$   | Luminosidad $10^{41} \text{erg s}^{-1}$  | $_{M_{\odot} \text{ yr}^{-1}}^{\text{SFR}}$  | ${}^{M_{ m HII}}_{10^6 M_{\odot}}$   | $-W(H\alpha)$ Å   | Edad<br>Ma   |
|--|--|--|--|--|---|--|
| IRAS $08339 + 6517$                                    | $16.0 \pm 0.7$   | $12.0\pm0.6$   | $9.5 \pm 0.5$  | $14.5 \pm 0.7$   | $110\pm10$  | $4.4\pm0.2$  |
| # 1<br># 2<br># 3<br># 4<br># 5<br># 6<br># 7 (NW arm) | $\begin{array}{c} 4.3 \pm 0.3 \\ 2.3 \pm 0.2 \\ 0.47 \pm 0.05 \\ 0.76 \pm 0.08 \\ 0.24 \pm 0.03 \\ 0.70 \pm 0.07 \\ 0.096 \pm 0.015 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 3.3 \pm 0.2 \\ 1.74 \pm 0.14 \\ 0.36 \pm 0.04 \\ 0.57 \pm 0.06 \\ 0.18 \pm 0.02 \\ 0.53 \pm 0.05 \\ 0.073 \pm 0.011 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 2.62 \pm 0.18 \\ 1.38 \pm 0.11 \\ 0.28 \pm 0.03 \\ 0.45 \pm 0.05 \\ 0.14 \pm 0.02 \\ 0.42 \pm 0.04 \\ 0.06 \pm 0.01 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 4.1 \pm 0.3 \\ 2.09 \pm 0.17 \\ 0.43 \pm 0.04 \\ 0.69 \pm 0.07 \\ 0.22 \pm 0.03 \\ 0.63 \pm 0.06 \\ 0.087 \pm 0.013 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 150  \pm  15 \\ 103  \pm  9 \\ 129  \pm  13 \\ 101  \pm  10 \\ 95  \pm  11 \\ 102  \pm  13 \\ 40  \pm  6 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 3.3 \pm 0.2 \\ 4.4 \pm 0.2 \\ 3.9 \pm 0.2 \\ 4.4 \pm 0.2 \\ 4.5 \pm 0.3 \\ 4.4 \pm 0.3 \\ 5.4 \pm 0.3 \end{array}$ |
| Compañera  | $0.28\pm0.03$  | $0.21\pm0.02$  | $0.17\pm0.02$  | $0.26\pm0.03$  | $31~\pm~5$  | $5.5\pm0.3$  |

TABLA 8.2: Propiedades en H $\alpha$  de las las galaxias y las regiones analizadas dentro IRAS 08339+6517.

a #2) tienen forma elíptica y se extienden desde el centro a las regiones externas, sugiriendo brazos espirales difusos. El brazo NO también muestra tres regiones con débil emisión en H $\alpha$ , siendo únicamente detectado el más brillante en las imágenes ópticas con colores  $U - B \sim -0.4$ ,  $B - V \sim 0.1$  y  $V - R \sim 0.2$ . La galaxia compañera es mucho más débil en emisión en H $\alpha$  pero también muestra actividad de formación estelar. Su morfología es irregular y presenta varias regiones débiles localizadas no en su centro sino en sus áreas externas.

Hemos determinado los flujos en H $\alpha$  de ambas galaxias y de algunas regiones dentro de IRAS 08339+6517 usando nuestra imagen en H $\alpha$  sustraída de continuo y calibrada en flujo. Hemos corregido los flujos tanto por extinción como por contaminación por las líneas de emisión de [N II] (ver §5.2.3). La corrección de [N II] se efectuó usando los cocientes de [N II]  $\lambda$ 6583/H $\alpha$  y [N II]  $\lambda$ 6548/H $\alpha$  determinados a partir de nuestros espectros y los valores de transmitancia de los filtros H $\alpha$  empleados. En las zonas en las que no disponíamos espectros usamos el cociente [N II]/H $\alpha$  medio. Los errores estimados oscilan entre el 4% para la galaxia principal y el ~16% del brazo NO. Los valores finales se tabulan en la Tabla 8.2. El valor del flujo de H $\alpha$  obtenido para IRAS 08339+6517 está en excelente acuerdo con el obtenido por Margon et al. (1988),  $F_{H\alpha}$ =1.3×10<sup>-12</sup> erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>.

La luminosidad de las galaxias y de las regiones dentro de IRAS 08339+6517 se calculó suponiendo una distancia de 80 Mpc (ver Tabla 5.9). Por comparación, la región H II gigante extragaláctica 30 Doradus en la LMC posee una luminosidad en H $\alpha$  de  $1.5 \times 10^{40}$  erg s<sup>-1</sup> (Kennicutt 1984), similar a la de la región #5. Suponiendo que la ionización es provocada por estrellas calientes y que una única estrella O7V contribuya con una luminosidad de  $L_{H\alpha}$ =1.36×10<sup>36</sup> erg s<sup>-1</sup> [Schaerer y Vacca (1998), ver §4.7.1] al flujo total en H $\alpha$ , estimamos una población de unas ~88000 estrellas O7V para IRAS 08339+6517.

Hemos determinado el ritmo de formación estelar y la masa del gas ionizado usando la calibración dada por Kennicutt (1998) (Ecuación C.9). Encontramos  $SFR_{H\alpha}=9.5~M_{\odot}~{\rm yr}^{-1}$  para IRAS 08339+6517, que está en excelente acuerdo con estudios anteriores. En §8.3.2 compararemos el SFR determinado para este sistema usando distintas calibraciones multifrecuencia. Para la masa de gas ionizado, encontramos un valor de  $M_{HII} \sim 1.5 \times 10^7~M_{\odot}$ .

La anchura equivalente de la emisión en H $\alpha$ ,  $W(H\alpha)$ , también fue determinada en ambas galaxias y en los brotes dentro de IRAS 08339+6517, tabulándose los resultados en la Tabla 8.2. Todos los objetos presentan valores muy similares de  $W(H\alpha)$  excepto el centro de la galaxia (región #1, que tiene el valor más alto) y la galaxia compañera y el brazo NO (ambos mostrando los valores más pequeños). La anchura equivalente de la emisión de H $\alpha$  puede emplearse para determinar la edad de los brotes. Hemos realizado esta estimación usando los modelos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) para *starburst* instantáneos (ver §8.3.1). Los resultados para cada objeto se muestran en la Tabla 8.2.

Estudiando la compleja estructura en Ly $\alpha$  observada en IRAS 08339+6517, Mas-Hesse et al. (2003) concluyeron que una superburbuja de gas ionizado en expansión alimentada por el *starburst* se está moviendo hacia el observador a una velocidad de 300 km s<sup>-1</sup> con respecto a la región HII central. Este hecho parece confirmarse por la detección de emisión en rayos-X tanto por el observatorio EINSTEIN (Gioia et al. 1990) como por ROSAT (Stevens y Strickland 1998b).

#### 8.2.4 Espectros de resolución intermedia

La rendija empleada para obtener los datos espectroscópicos se situó cruzando el centro de ambas galaxias, con un ángulo de posición (A.P.) de 138°. En la Figura 8.3 mostramos la posición de rendija sobre el mapa en Hlpha de IRAS 08339+6517 y la distribución del flujo de H $\alpha$  a lo largo de la rendija, donde también se marcan las aperturas usadas para extraer los espectros 1D individuales. Los dos picos más brillantes corresponden con el objeto central (región #1) y la región #2 que ya habíamos encontrado en la imagen en H $\alpha$ . También hemos extraído dos zonas externas, designadas como A y B, donde detectamos débiles picos en la emisión en H $\alpha$ . Las cuatro aperturas tienen un tamaño de 1"  $\times$  1". Pero además hemos extraído cuatro espectros adicionales con aperturas crecientes y centrados en #1con el objetivo de analizar la dependencia de las propiedades del gas ionizado con el tamaño de la apertura. Estas nuevas aperturas tienen un tamaño de 2.5", 5", 9" y  $12'' \times 1''$  y también se indican en la Figura 8.3 (*derecha*). La mejor señal-a-ruido es la del espectro conseguido con la apertura de mayor tamaño, que corresponde al espectro integrado de IRAS 08339+6517. Esta apertura recoge aproximadamente el 96% del flujo total de la galaxia observado con nuestra rendija. Sólo se extrajo un espectro para la galaxia compañera; su apertura era de  $6.5'' \times 1''$ .

En la Figura 8.4 mostramos los espectros calibrados en longitud de onda y en flujo conseguidos con la apertura de tamaño  $12'' \times 1''$  en IRAS 08339+6517 y el de la única apertura extraída en la galaxia compañera. El espectro de IRAS 08339+6517 muestra un alto nivel de continuo e intensa absorción estelar subyacente en las líneas de Balmer de HI: todas, excepto H $\alpha$ , muestran fuertes alas de absorción, algo que ya fue indicado por Mas-Hesse et al. (2003). Además, detectamos los principales rasgos de absorción presentes en este rango espectral: CaII H  $\lambda$ 3933, banda-G  $\lambda$ 4304, MgI  $\lambda\lambda$ 5167,87 y Na D1  $\lambda$ 5889, además de absorciones en las líneas de HeI. Estos rasgos, junto al alto nivel del continuo que muestra el espectro, pueden interpretarse como el producto de una población considerable de estrellas viejas, con



FIGURA 8.4: Espectros corregidos de desplazamiento al rojo de IRAS 08339+6517 arriba y la galaxia enana compañera 2MASX J08380769+6508579 abajo, indicándose las líneas de emisión más importantes. Los espectros se han escalado de forma que se puedan distinguir las líneas más débiles. No están corregidos por enrojecimiento. Observar el alto nivel de continuo y las absorciones de HI debidas a la población de estrellas subyacentes en el espectro de la galaxia principal.

edades superiores a 10 Ma. Así, en esta galaxia existen al menos dos poblaciones estelares diferenciadas, como veremos en  $\S8.3.1$ . El espectro de la galaxia enana compañera es más ruidoso pero muestra un nivel de continuo casi plano sin líneas importantes de absorción, características de una zona dominada por una región H II.

En la Tabla 8.3 se tabulan los cocientes de las líneas de emisión respecto a H $\beta$  de las regiones analizadas (corregidas tanto por enrojecimiento como por absorción estelar en las líneas de Balmer) junto al flujo de la línea de H $\beta$  y la anchura equivalente de varias líneas (H $\alpha$ , H $\beta$ , H $\gamma$ , H $\delta$  y [O III]). Los dos puntos indican incertidumbres mayores o del orden del 40%. Notar que los valores determinados para la anchura equivalente de #1, #2, IRAS 08339+6517 y la galaxia compañera usando los espectros y la imagen en H $\alpha$  son similares dentro de los errores, indicando la bondad de los procedimientos de reducción y análisis de datos empleandos tanto para las imágenes como para los espectros.

| Línea                     | $f(\lambda)$ | IRAS 08339+6517 | #1              | #2              | А                 | В                 | Compañera       |
|---------------------------|--------------|-----------------|-----------------|-----------------|-------------------|-------------------|-----------------|
| 3727 [O II] <sup>a</sup>  | 0.27         | $288 \pm 11$    | $222 \pm 20$    | $242 \pm 17$    | $322 \pm 115$     | $197 \pm 100$     | $310 \pm 44$    |
| 3869 [Ne III]             | 0.23         | $16.8 \pm 3.2$  | $16.7 \pm 4.9$  | $11.5 \pm 2.4$  |                   |                   | 17.6:           |
| 3889 He I+H8              | 0.22         | $10.6 \pm 3.1$  | 5.3:            | 8.5:            |                   |                   |                 |
| 3968 [Ne III]+H7          | 0.21         | $9.7 \pm 0.9$   | 5.8:            | 4.3:            |                   |                   | 6.9:            |
| 4101 Hδ                   | 0.18         | $25.9 \pm 3.1$  | $25.9 \pm 3.6$  | $25.9 \pm 4.6$  |                   |                   | 23:             |
| 4144 He I                 | 0.17         | 2.4:            |                 |                 |                   |                   |                 |
| 4340 $H\gamma$            | 0.135        | $46.9 \pm 3.2$  | $46.9 \pm 3.7$  | $46.9 \pm 3.9$  |                   |                   | 42:             |
| 4363 [O III]              | 0.13         | 0.70:           | 0.8:            | 1.0:            |                   |                   |                 |
| 4471 He I                 | 0.10         | $3.17 \pm 0.50$ | 1.4:            | 1.3:            |                   |                   |                 |
| 4658 [Fe III]             | 0.05         | $1.20 \pm 0.55$ | 0.8:            |                 |                   |                   |                 |
| 4686 He II                | 0.05         |                 | 1.9:            |                 |                   |                   |                 |
| $4861 \text{ H}\beta$     | 0.00         | $100 \pm 3$     | $100 \pm 4$     | $100 \pm 4$     | $100 \pm 30$      | $100 \pm 25$      | $100 \pm 13$    |
| 4959 [O III]              | -0.02        | $56 \pm 2$      | $63 \pm 4$      | $49 \pm 4$      | 34:               | $64 \pm 24$       | $44 \pm 9$      |
| 5007 [O III]              | -0.03        | $168 \pm 4$     | $190 \pm 10$    | $163 \pm 9$     | $102 \pm 36$      | $211 \pm 62$      | $135 \pm 19$    |
| 5200 [N I]                | -0.05        | $2.38 \pm 0.16$ | 2.1:            | 2.3:            |                   |                   |                 |
| 5516 [Cl III]             | -0.15        | 0.6:            |                 |                 |                   |                   |                 |
| 5538 [Cl III]             | -0.16        | 0.5:            | 0.7:            |                 |                   |                   |                 |
| 5755 [N II]               | -0.21        | $0.82 \pm 0.29$ | 1.1:            | 0.6:            |                   |                   |                 |
| 5876 He I                 | -0.23        | $11.6 \pm 0.8$  | $13.3 \pm 1.8$  | $11.7 \pm 1.9$  |                   |                   | $11 \pm 4$      |
| 6300 [O I]                | -0.30        | $5.5 \pm 0.8$   | $3.7 \pm 1.1$   | $5.0 \pm 1.0$   |                   |                   |                 |
| 6548 [N II]               | -0.34        | $29.4 \pm 1.5$  | $27.1 \pm 2.4$  | $26.9 \pm 2.9$  | $23 \pm 9$        | $26 \pm 6$        | $17.6 \pm 4.9$  |
| $6563 \text{ H}\alpha$    | -0.34        | $286 \pm 10$    | $286 \pm 14$    | $286 \pm 15$    | $286 \pm 83$      | $286 \pm 78$      | $286 \pm 37$    |
| 6584 [N II]               | -0.34        | $79.3 \pm 3.1$  | $78.9 \pm 5.6$  | $76.4 \pm 5.5$  | $62 \pm 19$       | $81 \pm 19$       | $58.2 \pm 9.3$  |
| 6678 He I                 | -0.35        | $2.91 \pm 0.38$ | 2.3:            | 3.4:            |                   |                   |                 |
| $F(H\beta)^b$             |              | $192 \pm 6$     | $36.5 \pm 1.3$  | $28.7 \pm 1.0$  | $0.329 \pm 0.097$ | $0.324 \pm 0.081$ | $2.39 \pm 0.31$ |
| $C(H\beta)$               |              | $0.22 \pm 0.02$ | $0.30 \pm 0.02$ | $0.29 \pm 0.02$ | $0.18 \pm 0.03$   | $0.25 \pm 0.03$   | $0.18 \pm 0.03$ |
| Wabsec                    |              | $1.8 \pm 0.1$   | $1.1 \pm 0.1$   | $0.9 \pm 0.1$   | $1.5 \pm 0.1$     | $1.5 \pm 0.1$     | $1.5 \pm 0.1$   |
| $-\tilde{W}(H\alpha)^{c}$ |              | $104 \pm 2$     | $140 \pm 6$     | $93 \pm 4$      | $18 \pm 2$        | $26 \pm 3$        | $27 \pm 0.02$   |
| $-W(H\beta)^{c}$          |              | $19.0 \pm 0.8$  | $25 \pm 2$      | $17.6 \pm 1.5$  | $5.6 \pm 1.1$     | $6.7 \pm 0.7$     | $7.5 \pm 0.2$   |
| $-W(H\gamma)^{c}$         |              | $5.9 \pm 0.3$   | $4.9 \pm 0.4$   | $5.7 \pm 0.6$   |                   |                   |                 |
| $-W(H\delta)^{c}$         |              | $2.1 \pm 0.4$   | $1.2 \pm 0.2$   | $2.3 \pm 0.4$   |                   |                   |                 |
| $-W(OIII)^{c}$            |              | $27.2 \pm 0.9$  | $24 \pm 1$      | $29 \pm 1$      | $4.0 \pm 0.4$     | $6.7 \pm 0.4$     | $7.9 \pm 0.4$   |
| . ,                       |              |                 |                 |                 |                   |                   |                 |

TABLA 8.3: Cocientes de líneas con respecto a  $I(H\beta)=100$  y corregidos por enrojecimiento para las dos galaxias y los las regiones analizadas dentro de IRAS 08339+6517. La corrección por absorciones estelares subyacentes en las líneas de Balmer de HI también ha sido aplicada.

<sup>a</sup> Flujo de emisión del doblete [O II]  $\lambda\lambda$ 3726,3729. <sup>b</sup> En unidades de 10<sup>-15</sup> erg s<sup>-1</sup> cm<sup>-2</sup>, sin corregir por extinción. <sup>c</sup> En unidades de Å.

# Condiciones físicas del gas ionizado

Hemos estudiado las condiciones físicas y las abundancias químicas del gas ionizado presente en los brotes de IRAS 08339+6517 a partir de nuestros espectros unidimensionales. Aunque la línea auroral  $[O III] \lambda 4363$  se detecta vagamente en la galaxia más brillante, la absorción estelar subvacente en la línea de  $H\gamma$  no permite una medida correcta de esta débil línea, excepto en la apertura de 12" (ver debajo). La abundancia de oxígeno se determinó entonces usando la calibración empírica de Pilyugin (2001a). Las temperaturas electrónicas se han conseguido considerando la pareja de T(O III) y T(O II) que reproducen la abundancia de oxígeno total obtenida aplicando el método empírico de Pilyugin (2001a). Como Pilyugin, hemos supuesto un esquema a dos zonas (ver §3.7), una abundancia de oxígeno total  $O/H = O^+/H^+$  $+ O^{++}/H^+$  y la relación linear entre T(O III) y T(O II) basada en los modelos de fotoionización de Garnett (1992) (Ecuación 3.29). Los valores finalmente adoptados para T(O III) y T(O II) en cada brote se recopilan en la Tabla 8.4. No tenemos determinación de las densidades electrónicas, por lo que suponemos  $N_e = 100 \text{ cm}^{-3}$  para todos los objetos (es una buena aproximación, si  $N_e$  valiese 500 cm<sup>-3</sup> las abundancias serían sólo 0.02 dex mayores).

El espectro conseguido para la apertura de 12" permite realizar una estimación directa tentativa de la temperatura electrónica del gas ionizado porque detectamos las líneas nebulares de [OIII]  $\lambda$ 4363 y [NII]  $\lambda$ 5755. Estas débiles líneas de emisión tienen un error de ~54% y 34%, respectivamente, proporcionando  $T(OIII) = 8900^{+1200}_{-1600}$  y  $T(NII) = 9000^{+2600}_{-1300}$ . Estos valores están en concordancia con los que hemos conseguido usando las calibraciones empíricas. Además, la determinación directa está de acuerdo con la relación linear de Garnett (1992) entre las temperaturas de baja y alta excitación.

#### Análisis de abundancias

Hemos usado los parámetros  $R_{23}$  y P junto con la calibración empírica de Pilyugin (2001a), válida para regiones H II en la rama de alta metalicidad,  $12+\log(O/H) \ge 8.15$  (ver *P-method* en §3.14), para determinar la abundancia de oxígeno total en ambas galaxias. También hemos usado la calibración empírica proporcionada por Denicoló et al. (2002), que involucra el parámetro  $N_2 \equiv [N \ II] \lambda 6583/H\alpha$ , para conseguir una estimación independiente de O/H. Las abundancias de oxígeno obtenidas con ambos métodos se recopilan en la Tabla 8.4. Sin embargo, los cocientes O/H determinados a partir de esta última calibración parecen ser sistemáticamente mayores que los obtenidos con el método de Pilyugin (2001a), tal y como ya sugerimos con anterioridad [ver López-Sánchez et al. (2004b) y Capítulo anterior]. Así, se encuentra un desplazamiento de 0.15–0.20 dex entre ambas calibración de Pilyugin (2001a) porque esta calibración tiene en cuenta el parámetro de excitación de la radiación ionizante. Además, la incertidumbre que Pilyugin proporciona a su calibración es de  $\pm 0.10$  dex mientras que Denicoló et al. (2002) estiman un error de  $\sim 0.2$  dex.

Excepto para He<sup>+</sup> e Fe<sup>++</sup>, todas las abundancias iónicas mostradas en la Tabla 8.4 se calcularon a partir de la intensidad de líneas de excitación colisional y la tarea NEBULAR en IRAF, suponiendo T(O III) para los iones de alto potencial de ionización  $O^{++}$  and  $Ne^{++}$  y  $T(O_{II})$  para los iones de bajo potencial de ionización  $O^+$  y  $N^+$ . Para el cálculo de la abundancia total de nitrógeno hemos empleado el factor de corrección estándar (*ICF*) dado por Peimbert y Costero (1969),  $N/O = N^+/O^+$ . El cociente He<sup>+</sup>/H<sup>+</sup> se determinó a partir de la línea de HeI  $\lambda$ 5876 observada en cada región, usando las emisividades calculadas por Smith et al. (1996). También se corrigió por la contribución colisional siguiendo los cálculos de Benjamin et al. (2002), pero no consideramos efectos de auto-absorción sino sólo las incertidumbres asociadas a la medida de las líneas. Detectamos la línea de emisión de [Fe III]  $\lambda$ 4658 en el espectro integrado de la galaxia principal y de la región #1. Los cálculos de la abundancia de Fe<sup>++</sup> se realizaron usando un modelo de átomo con 34 niveles que usaba las fuerzas de colisión de Zhang (1996) y las probabilidades de transición de Quinet (1996). Aplicando la ecuación dada por Rodríguez y Rubin (2005), determinamos  $12 + \log(Fe/H) = 6.11$  y  $\log(Fe/O) = -2.60$  para esta galaxia.

| Objeto                        | IRAS 08339+6517         | #1               | #2               | А               | В               | Compañero        |
|-------------------------------|-------------------------|------------------|------------------|-----------------|-----------------|------------------|
| $T_e(O III)^a$                | 8700                    | 7900             | 7900             | 8700            | 7700            | 9050             |
| $T_e(O II)^b$                 | 9100                    | 8500             | 8500             | 9100            | 8400            | 9300             |
| $12 + \log O/H^c$             | $8.45 \pm 0.10^{\rm f}$ | $8.55 \pm 0.10$  | $8.53 \pm 0.10$  | $8.42\pm0.10$   | $8.58 \pm 0.10$ | $8.38 \pm 0.10$  |
| $12 + \log O/H^d$             | $8.71 \pm 0.20$         | $8.71 \pm 0.20$  | $8.70 \pm 0.20$  | $8.63 \pm 0.20$ | $8.72 \pm 0.20$ | $8.62 \pm 0.20$  |
| $(O^{++}+O^{+})/O^{+}$        | 1.53                    | 1.85             | 1.63             | 1.29            | 2.04            | 1.81             |
| $\log N^+/O^+$                | -0.94                   | -0.89            | -0.94            | -1.10           | -0.86           | -1.13            |
| $12 + \log N/H$               | 7.51                    | 7.65             | 7.59             | 7.21            | 7.72            | 7.26             |
| $12 + \log Ne^{++}/H^+$       | 7.54                    | 7.73             | 7.56             |                 |                 | 7.48:            |
| $12 + \log He^+/H^+$          | $10.91 \pm 0.03$        | $10.98 \pm 0.06$ | $10.92 \pm 0.07$ |                 |                 | $10.90 \pm 0.13$ |
| $12 + \log Fe^{++}/H^{+}$     | $5.95 \pm 0.16$         | 5.91:            |                  |                 |                 |                  |
| $12 + \log Fe/H$              | 6.11:                   |                  |                  |                 |                 |                  |
| log(Fe/O)                     | -2.60:                  |                  |                  |                 |                 |                  |
| $\rm [O/H]/[O/H]_{\odot}{}^e$ | 0.62                    | 0.78             | 0.74             | 0.58            | 0.83            | 0.52             |

TABLA 8.4: Abundancias químicas de ambas galaxias y las regiones analizadas dentro de IRAS 08339+6517.

 $^{\rm a}$  En unidades de  $10^4 {\rm K},$  calculado usando las calibraciones empíricas de Pilyugin (2001a)

<sup>b</sup> En unidades de 10<sup>4</sup>K,  $T_e$ (OII) calculado usando las calibraciones empíricas y la relación dada por Garnett (1992) <sup>c</sup> Determinado usando la calibración empírica de Pilyugin (2001a)

 $^{\rm d}$  Determinado usando el cociente [N II]/H $_{\rm C}$  (Denicoló et al. 2002) e Suponiendo 12+log[O/H]\_{\odot}=8.66\pm0.05 (Asplund, Grevesse y Sauval 2005)

<sup>f</sup> La abundancia de oxígeno determinada usando el método directo es 12+log(O/H)=8.42

En general, encontramos que la abundancia de oxígeno de las regiones dentro de IRAS 08339+6517 son similares, alrededor de  $12+\log(O/H)\sim8.5$ , excepto para el objeto A, que tiene un valor ligeramente inferior,  $12+\log(O/H)=8.42$ . Es interesante resaltar el hecho de que los objetos A y B poseen abundancias de oxígeno algo diferentes a pesar de localizarse a distancia similar del centro de la galaxia (ver Figura 8.3). Analizaremos este resultado en §8.3.4. Por otro lado, el cociente O/H de la galaxia compañera es un poco menor que el encontrado en IRAS 08339+6517. Los cocientes de N<sup>+</sup>/O<sup>+</sup> son similares en todos los objetos y se encuentran dentro del rango esperado de valores para galaxias espirares e irregulares con la misma abundancia de oxígeno (Garnett et al. 1999). Esta observación sugiere que ambas galaxias han sufrido un grado similar de enriquecimiento químico a pesar de sus diferentes magnitudes absolutas.

#### Cinemática de IRAS 08339+6517

Analizamos la cinemática del gas ionizado mediante el análisis espacial del perfil de la línea de H $\alpha$  a lo largo de la posición de rendija. Hemos extraído zonas de 6 píxeles de longitud (1.1") cubriendo toda la extensión que mostrama emisión nebular. Empleamos el *software* DIPSO (Howarth y Murray 1990) para efectuar el ajuste Gaussiano a los perfiles de H $\alpha$ . En la Figura 8.5 (*izquierda*) mostramos el diagrama posición-velocidad obtenido, indicando la posición de los objetos estudiados. Todas las velocidades están referidas a la velocidad heliocéntrica del centro de IRAS 08339+6517 (5775 km s<sup>-1</sup>, ver Tabla 5.9).

La galaxia principal parece tener un patrón general de rotación, pero también muestra fluctuaciones locales de velocidad que podrían ser provocadas por los efec-



FIGURA 8.5: (*Izquierda*) Diagrama posición-velocidad para la posición de rendija observada en IRAS 08339+6517, analizada en intervalos de 1.1". Las barras horizontales representan la incertidumbre de un ajuste Gaussiano a cada punto. Observar el que el eje vertical está roto por claridad de la figura. El noroeste está arriba. (*Derecha*) Mismo diagrama anterior pero comparando nuestros datos con los obtenidos por Cannon et al. (2004) usando la cinemática del gas neutro H<sub>I</sub> (círculos abiertos). El escape (*outflow*) del gas neutro se observa claramente, al igual que el desacoplo entre el gas ionizado y el gas neutro en el brazo NO de IRAS 08339+6517.

tos de la actividad de formación estelar muy reciente (movimientos del gas debidos a la combinación de los vientos de las estrellas masivas y las explosiones de supernova) o por distorsiones del gas asociadas con fenómenos de interacción (con la galaxia compañera o, quizás con un hipotético objeto externo pre-existente que podría haberse fusionado con IRAS 08339+6517 en el pasado). Detectamos claros rasgos de interacción en la zona NO externa de la galaxia, donde el gas ionizado no sigue la cinemática general sino que presenta una variación continua entre +45 y 130 km s<sup>-1</sup>. Estas posiciones coinciden con la emisión en H $\alpha$  detectada en la región B y en el brazo nordoccidental. La galaxia compañera, por otro lado, parece mostrar un aparente comportamiento de rotación en su región sudoriental (su zona más brillante), aunque se encuentra un gradiente importante de velocidad (de unos +200 km s<sup>-1</sup>) en la zona opuesta a la galaxia principal. Este hecho sugiere de nuevo que las interacciones gravitatorias han afectado a la dinámica del gas ionizado.

Suponiendo que la cinemática global de las galaxias es rotación circular, podemos realizar una estimación aproximada de sus masas Keplerianas,  $M_{\text{Kep}}$ , teniendo en cuenta la mitad de la diferencia del máximo de velocidad y la mitad de la separación espacial que corresponde a dichos máximos, empleando la Ecuación 5.31. No consideramos en este cálculo el efecto de los gradientes de velocidad observados en ambas galaxias. Obtenemos unas masas de  $M_{\text{Kep}} = (10\pm3) \times 10^9 \ M_{\odot}$  y  $(8\pm2) \times 10^8 \ M_{\odot}$  para IRAS 08339+6517 y su galaxia compañera, respectivamente, suponiendo órbitas circulares, dinámica Kepleriana y una inclinación de 90°. Pero insistimos que estos valores son sólo estimaciones muy tentativas de las masas de las galaxas.

Hemos comparado la masa Kepleriana  $(M_{\rm Kep})$ , la masa de gas neutro  $(M_{\rm H\,I})$  y la masa de gas ionizado  $(M_{\rm H\,II})$  de ambas galaxias (ver Tabla 8.1), encontrando

diferencias sustanciales entre ambas. IRAS 08339+6517 posee los cocientes mayores de  $M_{H\,II}/M_{H\,I}$  y  $M_{kep}/M_{H\,I}$ , 0.013 y 9.1, respectivamente, mientras que el objeto compañero tiene unos valores de 0.0004 y 1.1, hecho que indicaría que ha transformado más eficientemente su gas neutro en gas ionizado y estrellas. Sin embargo, si considerásemos que el gas neutro encontrado en la cola de marea de HI entre ambos objetos (Cannon et al. 2004), con una masa de  $M_{H\,I} = (3.8\pm0.5)\times10^9 \ M_{\odot}$ , ha sido expelido de la galaxia principal, su nuevo cociente  $M_{kep}/M_{H\,I}$  es 2.0, similar al encontrado en la galaxia compañera.

Los cocientes luminosidad-masa,  $L_B/M_{\rm kep}$  y  $L_B/M_{\rm H\,I}$ , son también muy distintos en ambas galaxias. El objeto pricipal tiene  $L_B/M_{\rm H\,I} \sim 61$ , valor mucho mayor que los típicos de galaxias espirales e irregulares, comprendidos entre 1.6 y 11.2 (Bettoni et al. 2003). La galaxia compañera sí posee un valor comprendido entre estos límites,  $L_B/M_{\rm H\,I} \sim 4.2$ , y similar al de una galaxia de tipo Sbc. Si de nuevo consideramos que el gas neutro de marea pertenece a IRAS 08339+6517, el nuevo cociente luminosidad-masa de gas neutro es ~13.7, sólo un poco mayor que el esperado para una galaxia del tipo Sa (11.2 ± 2.0). El cociente luminosidad-masa de polvo frío,  $L_B/M_{dust} \sim 1.5 \times 10^4$ , es también el esperado para espirales jóvenes (Bettoni et al. 2003). La masa de polvo se calculó empleando las densidades de flujo en FIR a  $60\mu$ m y  $100\mu$ m (Moshir et al. 1990) junto con la relación dada por Huchtmeier et al. (1995) (Ecuación 10.19). Todos estos hechos sostienen la idea de que la cola de marea de HI se ha originado a partir de material expulsado principalmente de IRAS 08339+6517.

Para mejorar nuestro conocimiento sobre la cinemática del sistema, hemos comparado el diagrama posición-velocidad obtenido en nuestro análisis del perfil de la línea de H $\alpha$  en el espectro óptico con el diagrama posición-velocidad obtenido a partir de datos en HI. Hemos empleado la Figura 2 de Cannon et al. (2004) (nuestra Figura 8.1) para extraer la velocidad del gas neutro a lo largo de nuestra posición de rendija (con A.P. 138°) en saltos de 10". Todas las velocidades de HI están referidas con respecto a la velocidad heliocéntrica del centro de IRAS 08339+6517 (5775 km s<sup>-1</sup>). En la Figura 8.5 (*derecha*) mostramos el diagrama posición-velocidad conseguido al combinar los dato en HI y H $\alpha$ . La correspondencia general entre ambos datos es muy buena: los centros de las dos galaxias y la cinemática de IRAS 08339+6517 coinciden prácticamente en gas ionizado y neutro.

Cannon et al. (2004) recalcaron que, aunque la galaxia compañera parece tener una componente de rotación de sólido-rígido en su gas neutro, los signos de rotación son menos claros en la galaxia principal. Pero esto podría ser porque la rotación de la galaxia estuviese enmascarada, en parte, por la salida (*outflow*) de gas neutro en dirección al observador, algo que se observa perfectamente en la Figura 8.5 (*derecha*). Esta salida (*outflow*) de gas neutro ya fue sugerida por González-Delgado et al. (1998) para explicar el exceso de absorción detectada en el ala azul del perfil de la línea de O VI  $\lambda$ 1032. Estos autores también notaron que el ensanchamiento de las líneas de absorción de Ly $\alpha$ , Si II  $\lambda$ 1260 y C II  $\lambda$ 1335 (las líneas metálicas también se resuelven en dos componentes) indicaban movimientos a gran escala del gas interestelar, con una velocidad que incluso podría ser superior a 3000 km s<sup>-1</sup>. González-Delgado et al. (1998) sugirieron que la cinemática del medio interestelar ionizado no está guiada por su potencial gravitatorio sino por las consecuencias dinámicas de los violentos procesos de formación estelar que están teniendo lugar en la galaxia. Kunth et al. (1998) atribuyeron la existencia de un segundo pico de emisión en Ly $\alpha$  a la estructura caótica del medio interestelar. Nuestros datos H $\alpha$  sugieren que, aunque se encuentren estas distorsiones significativas en el gas ionizado, la cinemática de la galaxia aún muestra una componente importante de rotación sólido-rígido.

No obstante, encontramos una clara divergencia entre la cinemática del gas neutro y la del gas ionizado en el brazo NO de IRAS 08339+6517, donde se sitúa el objeto B: mientras que el primero posee una velocidad de -50 km s<sup>-1</sup> con respecto al centro de la galaxia, el segundo muestra una velocidad de alrededor de +100 km s<sup>-1</sup>. Así, el gas ionizado parece estar desacoplado del movimiento de expansión de la cola de marea de gas neutro. Esto sugiere que la interacción que ha creado la cola de HI es más compleja de lo que podría pensar en un principio. La región B es especialmente interesante porque posee una elevada abundancia de oxígeno, 12+log(O/H)=8.58, siendo la mayor de todas las regiones observadas espectroscópicamente (ver Tabla 8.4).

# 8.3 Discusión

# 8.3.1 Edades de los brotes y poblaciones estelares

#### Edades a partir de $W(\mathbf{H}\alpha)$

Uno de los mejores métodos para determinar la edad de los brotes recientes de formación estelar es mediante la anchura equivalente de H $\alpha$ ,  $W(H\alpha)$ , ya que decrece con el tiempo. Hemos empleado los modelos de síntesis espectral STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) para estimar la edad de cada región, comparando las anchuras equivalentes de H $\alpha$  predichas con los valores observados. Se usaron modelos con dos metalicidades diferentes, ( $Z/Z_{\odot} = 1$  y 0.4, el rango apropiado para las metalicidades de los objetos, ver Tabla 8.4), ambos suponiendo un brote instantáneo con una IMF de Salpeter, una masa total de  $10^6 M_{\odot}$  y un límite superior de masa de 100  $M_{\odot}$ . Las edades obtenidas se tabulan en la Tabla 8.2. Todas las regiones indican una edad muy reciente para el último episodio de formación estelar, entre 3.5 y 6 Ma, siendo el centro de la galaxia (región #1) el más joven. Deducimos una edad media de 4 - 5 Ma para el episodio más reciente de formación estelar en IRAS 08339+6517 y 5 - 6 Ma para su galaxia compañera.

#### Edades a partir de modelos evolutivos de síntesis espectral

González-Delgado et al. (1998) emplearon modelos de síntesis evolutivos para restringir la historia de formación estelar de IRAS 08339+6517 a partir de sus espectros UV. Encontraron que brotes instantáneos de 6–7 Ma con  $M_{up} \ge 30 M_{\odot}$  o formación estelar continua con edad de 9 Ma y  $M_{up} \le 30 - 40 M_{\odot}$  son compatibles con sus



FIGURA 8.6: Diagramas color-color mostrando los modelos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) (línea continua azul) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997) (línea roja discontinua) para brotes instantáneos con una IMF de Salpeter y  $Z/Z_{\odot}=0.4$  comparados con los valores observados de IRAS 08339+6517 (círculo) y su galaxia compañera (trángulo). También hemos incluido los valores encontrados para la componente subyacente de IRAS08339+6517 (cruces) y el brote (cuadrado). También se incluyen algunas edades (en Ma) para los modelos de STARBURST 99.

observaciones. Estos autores notaron que la debilidad de las líneas estelares de absorción en UV y la baja anchura equivalente de H $\alpha$  observada sugerían dilución por una población estelar subyacente. Las edades que nosotros estimamos a partir de nuestros resultados de  $W(H\alpha)$  son un poco menores que las que González-Delgado et al. (1998) predijeron. Estos autores tambien compararon los perfiles de CIV y SiIV de IRAS 08339+6517 con los observados en la galaxia *starburst* NGC 1741, sugiriendo que aquélla está probablemente en un estado evolutivo más avanzado. Sin embargo, la debilidad de estas líneas también podían explicarse si la IMF es más pronunciada (*steeper*) o si existe dilución de las líneas estelares como consecuencia de una población subyacente. El último estudio presentado de NCG 1741 (miembro C en HCG 31, ver Capítulo anterior) por López-Sánchez et al. (2004a) estimaba una edad de alrededor de 5 Ma y E(B-V) = 0.06 para esta galaxia. Así, IRAS 08339+6517 y NGC 1741 poseen edades muy similares, pero la primera tiene una extinción más elevada. Quizás los efectos de la población subyacente es el factor más importante

en la dilución de las líneas estelares UV en el estudio de González-Delgado et al. (1998).

Hemos comparado nuestros colores corregidos por extinción con los modelos teóricos de Starburst 99 (Leitherer et al. 1999) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997) para conseguir estimaciones adicionales de la edad de las dos galaxias. Hemos escogido estos dos sets de modelos porque mientras los primeros están basados en las trazas de Ginebra, los segundos usan las isocronas de Padua (Bertelli et al. 1994) donde se incluyen fases de pulsos térmicos de la rama asintótica de las gigantes (TP-AGB). Hemos supuesto brotes instantáneos con IMF de Salpeter, masa total de  $10^6~M_{\odot}$  y metalicidad de  $Z/Z_{\odot}=$  0.4 y 1 para ambos modelos. En la Figura 8.6 representamos cuatro diagramas color-color diferentes comparando ambos modelos teóricos de Starburst 99 y Pegase.2 con  $Z/Z_{\odot}=0.4$  con nuestros valores observacionales. Encontramos una buena correspondencia usando nuestros datos ópticos, aunque los modelos PEGASE.2 proporcionan edades mayores que las encontradas con STARBURST 99. En particular, el color V - R de IRAS 08339+6517 implica una edad entre 40 y 60 Ma usando los modelos de STARBURST 99, pero entre 450 y 600 Ma cuando se compara con los modelos de PEGASE.2. Además, los colores NIR determinados por 2MASS [corregidos por extinción usando nuestros datos de E(B - V), ver Tabla 8.1] no están de acuerdo con los colores ópticos, especialmente en el caso de la galaxia compañera. Los colores ópticos sugieren una edad de  $\sim$  30 – 50 Ma para IRAS 08339+6517 y mayor de 200 Ma para su compañera. Los colores NIR implican edades mayores de 1 - 2 Ga para ambos sistemas. La considerable diferencia entre la edad determinada usando  $W(H\alpha)$  y la encontrada con los colores ópticos y NIR de la galaxia compañera indica que la población vieja practicamente domina el flujo observado a estas longitudes de onda largas.

El hecho de que las edades determinadas con los colores sean mayores que las obtenidas a partir de  $W(H\alpha)$  confirma que los efectos de la población vieja subyacente son importantes. La contribución de esta población de estrellas evolucionadas puede comprobarse usando los modelos de Stasiñska et al. (2001) para regiones H II ionizadas por un *starburst* inmerso en una nube con la misma metalicidad. Hemos escogido dos modelos, ambos con metalicidad  $Z/Z_{\odot}=0.25$  y 1 y con una masa total de  $10^3$  y  $10^6 M_{\odot}$ . Representamos nuestros valores observacionales de  $W(H\beta)$  y el cociente [O III]  $\lambda$ 5007/H $\beta$  (ver Tabla 8.2) en la Figura 8.7 (*izquierda*), comparándolos con los modelos teóricos. Encontramos que todos los objetos se localizan en la zona izquierda del diagrama, indicando una fuerte contribución del continuo estelar sub-yacente. Las regiones #1 y #2 muestran mejor correspondencia porque estas zonas están completamente dominadas por la actividad reciente de formación estelar. La edad determinada para los objetos usando la Figura 8.7 (*izquierda*) está comprendida entre los 5 y los 6 Ma, de acuerdo con la encontrada usando  $W(H\alpha)$ .

# Análisis de los perfiles de brillo superficial

Para investigar la importancia de poblaciones estelares viejas hemos realizado un análisis de los perfiles de brillo superficial en las dos galaxias. Siguiendo el pro-



FIGURA 8.7: (*Izquierda*)  $F[O III] \lambda 5007$  frente a  $W(H\beta)$  usando los modelos de Stasińska et al. (2001). Las trazas corresponden a secuencias de distintas metalicidades y densidades electrónicas. Cada símbolo marca la posición de los modelos a intervalos de 1 Ma, comenzando en la esquina superior derecha del diagrama con una edad de 1 Ma. (*Derecha*) Mapa de color U - R de IRAS 08339+6517, revelando una probable distribución inhomogénea de polvo en las zonas centrales de la galaxia. Destacamos el estructura azul en forma de anillo alrededor del núcleo de la galaxia. También mostramos el perfil de color U - R para IRAS 08339+6517. Nótese el exceso de color para radios  $\leq 1''$ . La línea roja horizontal indica el color medio, U - R = -0.25.

cedimiento explicado en §5.2.1, hemos tomado superficies concéntricas a partir del centro de cada galaxia a diferentes radios y calculamos el flujo integrado dentro de cada círculo de área A (en unidades de arcsec<sup>2</sup>), determinando el brillo superficial medio dentro de este círculo,  $SB_X$  (en unidades de mag arcsec<sup>-2</sup>). El brillo superficial,  $\mu_X$ , es el flujo por arcsec cuadrado en el anillo definido por dos aperturas consecutivas. Esta técnica no es adecuada para el estudio de objetos irregulares o que presenten morfologías complejas (Cairós et al. 2001a), pero es válida para objetos compactos aproximadamente circulares, como es el caso de IRAS 08339+6517 y su galaxia compañera. En la Figura 8.8 mostramos los perfiles de brillo superficial para ambas galaxias en los filtros U, B, V y R,  $\mu_U$ ,  $\mu_B$ ,  $\mu_V$  y  $\mu_R$ , en función del radio. También se incluyen en esta figura los perfiles de color radial, U - B, B - V y V - R, determinadas a partir de la substracción directa de los perfiles de luz.

En la galaxia principal, los perfiles de brillo superficial pueden descomponerse en dos estructuras, indicando la existencia de una componente de bajo brillo superficial subyacente al *starburst* que puede atribuirse a la estructura de disco dentro de la galaxia. Hemos efectuado un ajuste a los perfiles siguiendo una ley exponencial que describe una típica estructura de disco (Ecuación 5.7), con  $I_0$  es la intensidad



FIGURA 8.8: (*Izquierda*) Perfiles de brillo superficial y color para IRAS 08339+6517. Las líneas discontinuas en el diagrama de brillo superficial representan ajustes exponenciales a los perfiles. Las líneas rojas horizontales en los perfiles de color indican el color medio encontrado en cada sistema. Las líneas verticales discontinuas indican el radio del disco de *seeing* (0.4'') y el intervalo empleado para efectuar el ajuste exponencial (entre 14'' y 22''). El pico a 24'' es consecuencia de la estrella brillante localizada al SO de la galaxia. (*Derecha*) Perfiles de brillo superficial y color para la galaxia compañera. Se usó la misma notación anterior, siendo el intervalo usado para efectuar el ajuste a una exponencial entre 2'' y 7'' (el radio óptico aparente de la galaxia según nuestras imágenes ópticas profundas). Nótese el bulto a  $\sim 3.5''$  en el filtro U: indica que la zona de formación estelar de esta galaxia enana no está en su centro.

central y lpha la longitud de escala. Los ajustes se realizaron entre  $r_{min}=$  14 $^{\prime\prime}$  y  $r_{max}$ = 22'' y se muestran sobre cada perfil con una línea discontinua. Escogimos este límite inferior para evitar la contaminación de la estrella brillantes al SO de la galaxia (ver Figura 8.2); su efecto sobre el brillo superficial puede observarse como el pico a un radio de 24". Por lo tanto, introduce una incertidumbre adicional a los ajustes lineales de la emisión estelar subyacente. Los parámetros estructurales obtenidos se recogen en la Tabla 8.5. Queremos remarcar que un perfil exponencial de intensidad es típico no sólo para discos sino también para esferoides de baja masa, por lo que no debería tomarse como evidencia de que la geometría 3D de IRAS 08339+6517 se aproxima mejor a un disco. El ajuste al filtro U posee un error mayor porque la imagen no es lo suficientemente profunda como para alcanzar los débiles niveles de brillo superficial necesarios para realizar un buen análisis. Los ajustes pueden usarse para determinar la contribución relativa de la componente subyacente y del brote (designaremos como brote, burst, la luminosidad que no puede explicarse por la componente de baja luminosidad) a la luminosidad a diferentes radios. Hemos incluido en la Tabla 8.5 la contribución relativa de la componente subyacente a varios radios: es sólo el 2% en las zonas centrales pero igual a la contribución del brote para  $\sim 10''$ . A partir de 11'' domina completamente la luminosidad de la galaxia. En su conjunto, la contribución del brote de formación estelar a la luminosidad total de IRAS 08339 + 6517 es  $\sim 85\%$ .

Las variaciones de los perfiles de color también indican que existen diferentes poblaciones estelares en la galaxia. Su área central muestra colores azules, pero

TABLA 8.5: Parámetros estructurales de IRAS 08339+6517 y su galaxia compañera. También se muestra la luminosidad total en cada banda y la contribución relativa de la componente subyacente a algunos radios.

|                  |                |          | IRAS 08339+6517                |                        |                    |                     |                |          | Compañera                      |                          |
|------------------|----------------|----------|--------------------------------|------------------------|--------------------|---------------------|----------------|----------|--------------------------------|--------------------------|
| Filtro           | $\mu_0$        | $\alpha$ | $L_{total}$                    | % UC                   | % UC               | % UC                | $\mu_0$        | $\alpha$ | $L_{total}$                    | % UC                     |
|                  | $(mag''^{-2})$ | (kpc)    | $(10^{43} \text{ erg s}^{-1})$ | $r=2.5^{\prime\prime}$ | $6^{\prime\prime}$ | $14^{\prime\prime}$ | $(mag''^{-2})$ | (kpc)    | $(10^{41} \text{ erg s}^{-1})$ | $r = 3.5^{\prime\prime}$ |
| $U^{\mathbf{a}}$ | 21.73          | 4.49     | $2.15 \pm 0.08$                | 1                      | 13                 | 92                  | 19.41          | 0.76     | $7.1 \pm 0.5$                  | 84                       |
| B                | 21.77          | 4.31     | $3.09 \pm 0.11$                | 2                      | 17                 | 99                  | 19.51          | 0.73     | $14.0 \pm 0.6$                 | 92                       |
| V                | 21.61          | 4.31     | $1.72 \pm 0.07$                | 3                      | 16                 | 96                  | 19.31          | 0.74     | $9.2 \pm 0.5$                  | 95                       |
| R                | 21.28          | 4.21     | $2.20 \pm 0.09^{\rm b}$        | 3                      | 14                 | 96                  | 19.26          | 0.83     | $11.9\pm0.6$                   | 95                       |

<sup>a</sup> Los errores en los parámetros del ajuste en el filtro U son mayores que en los demás filtros. Ver el texto.

<sup>b</sup> Considerando la emisión en H $\alpha$  (ver Tabla 8.2), la luminosidad total en el filtro R es  $(2.08\pm0.10)\times10^{43}$  erg s<sup>-1</sup>.

para radios  $\geq 14''$  los perfiles de color no muestran gradientes y son más rojos que los determinados mediante la fotometría integrada. Sorprendentemente, notamos un exceso de color central en el perfil U - B dentro de un radio de  $\sim 2''$ . No parece artificial porque su tamaño es mayor que el seeing ( $\sim 0.8''$ ). En la Figura 8.7 (derecha) presentamos un mapa del color U - R de IRAS 08339+6517 junto con el perfil del color U - R. El mapa de color muestra una estructura en forma de anillo con colores azules que incluye los dos brotes centrales (ver Figura 8.3), alrededor del núcleo de la galaxia. El mapa de color U - R también representa la distribución de polvo a través de la galaxia, que es algo inhomogénea, como vimos con anterioridad. El núcleo de la galaxia parece ser más polvoriento que sus alrededores, siendo posiblemente ésta la explicación del exceso de color central observado en los perfiles radiales de color U - B (Figura 8.8, izquierda) y U - R (Figura 8.3, derecha). Este rasgo no se observa en otros perfiles de color porque la extinción en el filtro U es mucho más efectiva que en el resto.

También hemos estimado los colores del brote y la componente subyacente usando los ajustes a los perfiles de luz, valores que también hemos representamos en la Figura 8.6. Como era de esperar, la componente subyacente tiene colores sustancialmente más rojos que el brote, apoyando la hipótesis de que está compuesta por una población más evolucionada. Su colores  $U - B \sim -0.0$  y B - V=0.16 implican una edad mínima entre 200 y 300 Ma, aunque si consideramos también el color V - R=0.30 la edad asciende a 700 - 900 Ma. Para la componente del brote, encontramos unos colores U - B = -0.51, B - V=0.02 y V - R=0.23, sugiriendo una edad entre 15 y 25 Ma comparando con los modelos STARBURST 99 y PEGASE.2. Estos valores no son tan jóvenes como los encontrados con  $W(H\alpha)$ ; esto puede indicar que, además de la estructura de disco subyacente que ha sido eliminada, existe una contribución adicional de estrellas viejas en las zonas centrales de la galaxia.

Por otro lado, los ajustes a la galaxia compañera se realizaron entre  $r_{min}=2''$  y  $r_{max}=7''$ . No muestran dos componentes estructurales separadas, aunque se encuentran algunas desviaciones en el ajuste en la zona interna y a  $r \sim 3.5''$  (ver Figure 8.8, *derecha*) donde el *starburst* se localiza, contribuyendo al ~10% del brillo superficial. Parece un poco más evidente en el perfil determinado en el filtro U.

En general, la contribución del starburst está diluida bajo la componente estelar vieja, que contribuye al 99% de la luminosidad total de esta galaxia enana. Sería necesaria fotometría en NIR con alta resolución espacial (Noeske et al. 2003) para una correcta separación de estas dos componentes estelares. Los perfiles de color radial son prácticamente constantes, con valores similares a los determinado con fotometría de apertura, también sosteniendo la idea de que la galaxia está dominada por esta población de estrellas viejas. Recordamos que la imagen en el filtro U no es lo suficientemente profunda como para alcanzar niveles débiles de brillo superficial; su incertidumbre es alta para radios mayores que  $r \sim 6''$ .

# Edades a partir de las líneas de absorción estelares del hidrógeno

La edad de las poblaciones estelares de una galaxia *starburst* puede estimarse analizando las anchuras equivalentes de las líneas de absorción de hidrógeno y helio. González-Delgado y Leitherer (1999) y González-Delgado et al. (1999) presentaron mallas de modelos sintéticos para las líneas de absorción de Balmer de HI y HeI para este tipo de galaxias, desarrollando modelos evolutivos de síntesis de poblaciones estelares para brotes instantáneos con edades entre 1 Ma y 1 Ga, suponiendo una IMF de Salpeter entre 1 y 80  $M_{\odot}$  y metalicidad solar. Los modelos indican un incremento de las anchuras equivalentes de absorción con la edad del brote. Este análisis ha sido útil en estudios similares en BCDGS [e.g. Guseva et al. (2001)].

Utilizamos el software DIPSO (Howarth y Murray 1990) para realizar ajustes Gaussianos a los perfiles de las líneas H $\gamma$  y H $\delta$  observadas en nuestro espectro de 12" usando una componente estrecha en emisión sobre una componente ancha en absorción. Determinamos así las anchuras equivalentes de absorción de estas líneas de Balmer de H1. Estos ajustes se muestran en la Figura 8.9, obteniendo unos valores de  $W_{abs}(H\gamma)=3.7\pm0.1$  Å y  $W_{abs}(H\delta)=3.9\pm0.1$  Å. Comparando estos valores con los modelos de González-Delgado et al. (1999), estimamos una edad entre 4 y 7 Ma para la población estelar. Sorprendentemente, esta edad es similar a la determinada a partir de la emisión en Hlpha pero no a la encontrada a partir del análisis de los perfiles de brillo superficial (>100 Ma). Si se considerara el caso de formación estelar continua en vez de un brote instantáneo, los valores encontrados para  $W_{abs}(H\gamma)$  y  $W_{abs}(H\delta)$  serían algo mayores, implicando una edad algo superior,  $\sim$ 15 Ma, pero aún mucho más joven que 100 – 200 Ma. Los modelos de González-Delgado et al. (1999) también predicen que las anchuras equivalentes de absorción en las líneas de Balmer decrecen para  $\sim$ 500 Ma, por lo que nuestros valores también implicarían edades >1 Ga. Esta determinación sí está de acuerdo con la conseguida con los colores NIR. En realidad, el análisis de las anchuras equivalentes de H $\gamma$  y  $H\delta$  parece no ser útil, en este caso, para determinar la edad de la población estelar subyacente porque el resultado es una edad pesada por la luminosidad de la mezcla de estrellas en la parte central de la galaxia. En el centro de IRAS 08339+6517, la luz está dominada por estrellas jóvenes recien creadas en el starburst, como hemos visto tanto en la imagen en Hlpha como por el hecho de que contabilice el  $\sim$ 85% de la luminosidad total a este radio (la contribución de la componente subyacente es de  $\sim$ 15% para r = 6'', ver Tabla 8.5). En este sentido, para realizar un estudio



FIGURA 8.9: (*Derecha*) Líneas de emisión de  $H\gamma y H\delta$  de nuestro espectro 12" (línea negra) y un ajuste (línea larga punteada) usando una componente estrecha sobre una componente ancha en absorción (línea discontinua-punteada). (*Izquierda*) Variación de las anchuras equivalentes de las líneas de absorción de  $H\gamma y H\delta$  con la edad del brote, siguiendo los modelos evolutivos de síntesis de poblaciones presentados por González-Delgado et al. (1999). Las líneas discontinuas horizontales son los valores de las anchuras equivalentes de absorción determinadas de nuestros espectros. Notar la caída de la anchura equivalente en los modelos con t >500 Ma.

apropiado de la población estelar subyacente usando las líneas de Balmer de HI en absorción tendríamos que medirlas a radios  $r \ge 15''$ , pero nuestros espectros no son capaces de alcanzar estos valores.

Aunque es mucho más débil, también estimamos la anchura equivalente de la absorción en H $\beta$ , obteniendo  $W_{abs}(H\beta)$ =5.0±0.5 Å. Comparando con los modelos de González-Delgado et al. (1999), este valor implica una edad de 12 Ma para la población estelar subyacente, también demasiado joven. Con estos datos podemos también comprobar si el coeficiente de enrojecimiento,  $C(H\beta)$ , que determinamos con anterioridad es correcto. Calculamos valores de 0.23 y 0.15 usando los cocientes  $H\gamma/H\beta$  y  $H\delta/H\beta$ , respectivamente, que están en buen acuerdo con el valor que hemos determinado usando el decremento Balmer,  $C(H\beta)=0.22\pm0.02$ .

#### Edades a partir de la distribución espectral de energía

Finalmente, hemos empleado la distribución espectral de energía (SED) para restringir las edades de las poblaciones estelares. Aunque este método es dependiente de la extinción interestelar, nuestra determinación previa del enrojecimiento usando el decremento Balmer nos permite realizar este análisis evitando los problemas de degeneración entre el enrojecimiento y las edades de las poblaciones estelares. Hemos usado el código PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997) para crear una malla de SEDs teóricos para brotes instantáneos de formación estelar y edades entre 0 y 10 Ga, suponiendo metalicidad solar y una IMF de Salpeter con límites de masa



FIGURA 8.10: (Izquierda) Espectro de IRAS 08339+6517 comparado con distribuciones espectrales de energía del continuo sintéticas conseguidas con el código PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997). La línea punteada representa el espectro observado sin corregir por enrojecimiento, mientras que la línea verde continua es el espectro corregido por extinción usando  $C(H\beta)=0.22$ . La línea continua azul superior corresponde a un modelo con una edad de 6 Ma (modelo de la población joven), mientras que la línea continua roja inferior es el modelo de 140 Ma (de la población vieja). La forma de nuestro espectro corregido de enrojecimiento ajusta con un modelo que considere una contribución del 85% para la población joven con un 15% de población vieja (línea negra continua sobre el espectro de la galaxia). (Derecha) Espectro normalizado corregido por extinción de IRAS 08339+6517 (línea continua verde) comparado con los modelos de González-Delgado et al. (1999) con edades de 4 Ma (línea punteada azul) y 200 Ma (línea discontinua roja) a metalicidad solar. El mejor ajuste corresponde a un modelo en el que de nuevo se tenga una contribución del 85% para la población joven y un 15% para la población vieja (línea negra continua). Notar que los modelos sólo proporcionan los valores para la posición de las líneas de absorción y no para todas las longitudes de onda, siendo ésta la razón por la que aparecen líneas rectas entre 3930 y 4000 Å y 4150 y 4300 Å. Las líneas rectas son artefactos conectando huecos en los modelos.

de 0.1  $M_{\odot}$  and 120  $M_{\odot}$ . Aunque la malla incluye la emisión del gas ionizado, no la hemos tenido en cuenta porque su contribución al continuo no es importante. En la Figura 8.10 (*izquierda*) mostramos nuestro espectro de 12" corregido por extinción y las distribuciones espectrales de energía del continuo sintéticas para edades jóvenes (6 Ma) y viejas (140 Ma). Ninguno de los espectros sintéticos individuales ajustaban la SED observada, así que construimos un modelo que combinaba el 85% del modelo de 6 Ma con el 15% del modelo con 140 Ma. Escogimos estos valores siguiendo la contribución relativa del brote y de la componente vieja subyacente que hemos determinado en el análisis de los perfiles de brillo superficial con radio 6" (ver Tabla 8.5). Observamos que este modelo combinado está en excelente acuerdo con la forma de nuestro espectro corregido por extinción. Sin embargo, queremos insistir en la degeneración que existe en este tipo de estudios: varias combinaciones con diferentes contribuciones relativas para los modelos de poblaciones jóvenes y viejas podrían también explicar el espectro observado. Por ejemplo, en nuestro caso un modelo que combine una contribución del 50% para modelos con 6 Ma y 100 Ma también estaría de acuerdo con el observado.

También encontramos un buen acuerdo entre el espectro observado y el sintético cuando utilizamos los modelos de González-Delgado et al. (1999) que proporcionan las líneas de absorción de Balmer de HI y HeI. En la Figura 8.10 (*derecha*) representamos nuestro espectro normalizado corregido por enrojecimiento en el rango 3700 - 4450 Å comparando con los modelos de *starbursts* de González-Delgado et al. (1999) con  $Z_{\odot}$  y edades de 4 y 200 Ma. La resolución espectral de los modelos fue degradada a la del espectro observado. De nuevo, encontramos un buen ajuste cuando consideramos un modelo que combine una contribución de 15% para la población vieja (200 Ma) y 85% para la población joven (4 Ma).

En conclusión, la población estelar joven de IRAS 08339+6516 (el brote más reciente) tiene una edad entre 4 y 6 Ma, y se sitúa en las regiones centrales de la galaxia (radios <6''). Está superpuesto sobre una población de estrellas más evolucionadas, con una edad no inferior a 100 - 200 Ma, que ajusta a un perfil tipo disco y que probablemente se creó en brotes anteriores. Los colores NIR sugieren que en IRAS 08339+6517 también existe una población de estrellas más viejas, con edades superiores a 1-2 Ga. Su galaxia enana compañera está prácticamente dominada por una población vieja, con edades >250 Ma, aunque encontramos actividad reciente de formación estelar, con una edad en torno a 6 Ma, en sus zonas externas.

# 8.3.2 El ritmo de formación estelar

Como vimos en §4.5, el ritmo de formación estelar (SFR) es un parámetro clave para caracterizar la formación y la evolución de las galaxias. Sin embargo, incluso en las galaxias mejor conocidas del universo local, permanece muy incierto porque diferentes métodos proporcionan valores distintos. La mayoría de estas incertidumbres están relacionadas con el oscurecimiento de la luz por el polvo dentro y alrededor de las regiones de formación estelar. Hemos determinado el SFR de IRAS 08339+6517 usando varias calibraciones empíricas en diferentes longitudes de onda. En la Tabla 8.6 recopilamos los resultados encontrados en cada caso.

Siguiendo la calibración entre el flujo en H $\alpha$  y SFR dada por Kennicutt (1998) (Ecuación C.9), encontramos con los valores fotométricos de nuestra imagen en H $\alpha$ un valor de  $SFR_{\rm H\alpha}$ =9.5  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup>, donde hemos corregido tanto de enrojecimiento como por contaminación por las líneas adyacentes de [N II]. Aplicando la correlación dada por Kennicutt (1998) entre el SFR y el flujo en FIR (Ecuación C.10), y sabiendo que para IRAS 08339+6517 los valores de IRAS son  $f_{60}$ =5.90 Jy y  $f_{100}$ =6.50 Jy [Moshir et al. (1990), ver Tabla 5.12], obtenemos  $SFR_{\rm FIR}$ =9.7  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup>. Este valor está en excelente acuerdo con nuestra estimación anterior usando la luminosidad en H $\alpha$ , indicando que el valor de la extinción que hemos adoptado parece apropiado. Otras correlaciones entre el SFR y los flujos FIR [usando el flujo monocromático a 60 $\mu$ m y la relación dada por Condon (1992) (Ecuación C.11) y la relación de Roussel et al. (2001) (Ecuación C.12) con la luminosidad en 15 $\mu$ m (hemos supuesto  $L_{15\,\mu m} \sim L_{12\,\mu m}$ )] proporcionan valores similares (ver Tabla 8.6).

Si usamos los valores del continuo radio en 1.4 GHz junto con la correlación dada por Condon et al. (2002) (Ecuación C.13) encontramos  $SFR_{1.4\,GHz}=6.4~M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup>. La luminosidad de 1.4 GHz se determinó a partir de la luminosidad en 1.49

| Rango  | Luminosidad            | Unidades              | Valor                            | SFR $(M_{\odot} \mathrm{yr}^{-1})$ | Calibración             |
|--------|------------------------|-----------------------|----------------------------------|------------------------------------|-------------------------|
| X-ray  | $L_{X(0.2-2.0 \ keV)}$ | ${\rm erg~s^{-1}}$    | $2.81 \times 10^{41}$            | 61.8                               | Ranalli et al. (2003)   |
| Óptico | $L_{H\alpha}$          | ${ m erg~s}^{-1}$     | $(12.0 \pm 0.6) \times 10^{41}$  | $9.5 \pm 0.5$                      | Kennicutt (1998)        |
|        | $L_B$                  | $L_{\odot}$           | $(6.61 \pm 0.24) \times 10^{10}$ | $1.92 \pm 0.07$                    | Gallagher et al. (1984) |
|        | $L_{B,UC}$             | $L_{\odot}$           | $(8.95 \pm 0.30) \times 10^9$    | $1.1 \pm 0.1$                      | Calzetti (2001)         |
|        | $L_{[O II]}$           | $erg s^{-1}$          | $1.21 \times 10^{42}$            | 13                                 | Kennicutt (1998)        |
|        | [0 11]                 |                       |                                  | 8.9                                | Kewley et al. (2004)    |
| FIR    | $L_{FIR}$              | $L_{\odot}$           | $5.63 \times 10^{10}$            | 9.7                                | Kennicutt (1998)        |
|        | $L_{12\mu m}$          | $L_{\odot}$           | $1.78 \times 10^{10}$            | 11.6                               | Roussel et al. (2001)   |
|        | $L_{60\mu m}$          | $L_{\odot}$           | $3.90 \times 10^{10}$            | 9.2                                | Condon (1992)           |
| Radio  | $L_{1.4 \ GHz}$        | ${ m W}~{ m Hz}^{-1}$ | $2.57 \times 10^{22}$            | 6.4                                | Condon et al. $(2002)$  |

TABLA 8.6: Ritmos de formación estelar (SFR) determinados para IRAS 08339+6517 usando diferentes calibraciones. Todas las luminosidades se calculareon suponiendo una distancia de 80 Mpc a la galaxia.

GHz dada por Condon et al. (1990) y aplicando la relación entre  $L_{1.49 \text{ GHz}}$  y  $L_{1.4 \text{ GHz}}$  proporcionada por Condon et al. (1991) (Ecuación 5.39). El valor de  $SFR_{1.4 \text{ GHz}}$  es algo menor que el estimado usando las luminosidades H $\alpha$  o FIR, pero corresponde a un periodo de tiempo mayor que el comprendido por estos indicadores. Usando el flujo de H $\alpha$  corregido por enrojecimiento y la expresión dada por Dopita et al. (2002) (Ecuación 5.40), determinamos que el flujo térmico a 1.4 GHz para esta galaxia es  $F_{1.4 \text{ GHz thermal}}$ =1.94 mJ. Este valor corresponde aproximadamente al 6% del flujo total a 1.4 GHz, en acuerdo con el valor medio estimado en galaxias *starburst* (Condon 1992).

Suponiendo que  $L_B = 6.61 \times 10^{10} L_{\odot}$  y usando la expresión dada por Gallagher et al. (1984) (Ecuación C.15) determinamos  $SFR_B = 1.9 M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup>. Calzetti (2001) proporcionó una correlación entre el SFR de un *starburst* y la luminosidad en la banda *B* de la galaxia huésped. Usando los parámetros estructurales determinados para IRAS 08339+6517 (ver Tabla 8.5), encontramos que la luminosidad total de la componente subyacente en la banda *B* es ~ 15% del total,  $L_{B,UC} = 8.95 \times 10^9 L_{\odot}$ . Aplicando la correlación de Calzetti (2001) (Ecuación C.16), encontramos  $SFR_B = 1.1$  $M_{\odot} yr^{-1}$ . El SFR determinado con la luminosidad azul corresponde a los últimos pocos cientos de millones de años, mientras que el calculado empleando los flujos H $\alpha$  o FIR indican la formación estelar reciente (<10<sup>7</sup> años).

También hemos empleado la relación dada por Kennicutt (1998) entre el SFR y la luminosidad de las líneas brillantes de [OII]. Usando la luminosidad de H $\alpha$ determinada para toda la galaxia a partir de nuestras imágenes (ver Tabla 8.1) y el cociente [OII]/H $\alpha$  a partir de nuestros espectros ([OII]/H $\alpha$  = 1.01 para la apertura con 12"), encontramos  $SFR_{[OII]}$ =13  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup>, considerando el límite inferior de la calibración de Kennicutt (1998) que corresponde a las galaxias azules con líneas de emisión. Una relación más realista entre el SFR y la luminosidad de [OII], que tiene en cuenta tanto la abundancia de oxígeno como el parámetro de ionización del gas ionizado, fue presentada por Kewley et al. (2004). Aplicando esta ecuación, encontramos  $SFR_{[OII]} = 8.9 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ , en muy buen acuerdo con los valores obtenidos con H $\alpha$  y FIR.

La luminosidad global de rayos-X blandos parece servir también como indicador del SFR en galaxias con formación estelar. Como vimos en §4.5, en los últimos años varios autores han intentado encontrar una correlación entre ambos. Empleando la expresión dada por Ranalli et al. (2003) (Ecuación C.23) y el valor de  $L_X$  proporcionado por el satélite  $\operatorname{ROSAT}$  (Stevens y Strickland 1998b), L $_{0.2-2.0\ keV}=2.81 \times 10^{41}$ erg s $^{-1}$ , encontramos  $SFR_{L_X}=$  61.8  $M_{\odot}~yr^{-1}$ , un valor muy alto comparado con el estimado con las calibraciones previas. Stevens y Strickland (1998b) encontraron que la luminosidad en rayos-X de las galaxias WR es considerablemente mayor que las que se observan en otras galaxias con similar luminosidad en B, consecuencia de las superburbujas en las galaxias WR. Las superburbujas son cavidades huecas con tamaños del orden de kpc que se expanden con velocidades entre 25 y 150 km s $^{-1}$  y producidas por la acción combinada de explosiones de supernova y vientos estelares (Leitherer 1994). Podemos estimar el ritmo de supernovas,  $\nu_{SN}$ , usando la expresión proporcionada por Kewley et al. (2000) que supone una IMF de Salpeter con límites de masa de 0.1 y 100  $M_{\odot}$  y una masa inicial mínima de 8  $M_{\odot}$  para que se produzca la detonación de la supernova. Considerando SFR=9.5  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup>, encontramos un ritmo de supernovas de  $u_{SN}~\sim$  0.07 yr $^{-1}$ , esto es, una explosión cada 14 años. Este valor es algo mayor que el típico encontrado en galaxias starbursts, alrededor de 0.02  $yr^{-1}$  (Kewley et al. 2000). Así, la relación proporcionada por Ranalli et al. (2003) entre el SFR y la luminosidad en rayos-X parece no ser válida para starbursts muy ióvenes.

Finalmente, el tiempo de escala de depleción del gas para IRAS 08339+6517, definido por (Skillman et al. 2003) (Ecuación 5.37), es  $\tau_{gas}$ =0.15 Ga (0.68 Ga considerando también la masa de la cola de marea de HI). Este valor es muy bajo, indicando la fuerte carácter *starburst* de esta galaxia.

En conclusión, el SFR determinado usando las luminosidades de H $\alpha$ , [O II], FIR, 15 $\mu$ m, 60 $\mu$ m y 1.4 GHz están en buen acuerdo y proporcionan un valor de SFR~9.5  $M_{\odot}$  yr<sup>-1</sup>. El valor del SFR encontrado usando la luminosidad en la banda *B* de la población subyacente sugiere que la formación estelar en los últimos 100 Ma no ha sido tan elevada como la observada en la actualidad. Además, el alto SFR encontrado usando la luminosidad en rayos-X implica intensa formación de estrellas masivas en los últimos pocos millones de años, soportando el alto ritmo de explosiones de supernova y la posible detección de estrellas WR en esta galaxia.

## 8.3.3 Población de estrellas WR

Stevens y Strickland (1998b) incluyeron a la IRAS 08339+6517 en su estudio en rayos-X de galaxias WR porque autores anteriores (Conti 1991; González-Delgado et al. 1998) sugirieron que había pasado recientemente por la fase WR. Sin embargo, nuestro espectro óptico profundo revela que las estrellas WR podían estar aún presentes en el *starburst*. En la Figura 8.11 mostramos el espectro del objeto central de IRAS 08339+6517 (región #1) en el rango entre 4200 y 5100 Å. Apreciamos un débil abultamiento entre 4660 y 4700 Å y una línea de emisión en  $\lambda$ 4685.4 que podría corresponder a la línea de emisión de HeII  $\lambda$ 4686. Si esta hipótesis fuese correcta indicaría la primera detección de estrellas WR en esta galaxia *starburst*. El espectro



FIGURA 8.11: Parte del espectro de IRAS 08339+6517 entre 4300 y 5100 Å mostrando la línea de emisión He II  $\lambda$ 4686 asociada con las estrellas WR. La línea punteada indica un ajuste lineal al continuo.

UV de IRAS 08339+6517 presentado por Margon et al. (1988) mostraba una débil línea de emisión alrededor de 1640 Å que podría atribuirse a la línea de He II  $\lambda$ 1640, también asociada con las estrellas WR. Sin embargo, estos autores desecharon esta idea porque no detectaban la línea de He II  $\lambda$ 4686 en su espectro óptico.

Aunque la línea de He II  $\lambda$ 4686 es débil, hemos empleado los modelos evolutivos de síntesis espectral para poblaciones de estrellas O y WR en *starbursts* jóvenes proporcionados por Schaerer y Vacca (1998) (ver §4.7.1) para realizar un estimación tentativa del cociente WR/(W+O). Suponiendo que toda la contribución a la línea de emisión de He II  $\lambda$ 4686 proviene de estrellas WNL y considerando una luminosidad de L(WNL 4686) =  $1.7 \times 10^{36}$  erg s<sup>-1</sup> para una estrella WNL [Vacca y Conti (1992); ver Tabla 4.4] encontramos unas 310 WNL en este brote. Para determinar el cociente WR/(WR+O), tal y como se explicó en §4.7.1 debemos corregir el flujo ionizante de las estrellas WR a la línea de H $\beta$  para encontrar el número total de estrellas O. Suponiendo una luminosidad de  $L(H\beta) = 4.76 \times 10^{36}$  erg s<sup>-1</sup> para una estrella O7V [Vacca y Conti (1992); ver Tabla 4.4] y  $\eta \equiv O7V/O = 0.25$  para una edad de unos 4.5 Myr (Schaerer y Vacca 1998), determinamos unas 10700 estrellas O. Esto implicaría un cociente WR/(WR+O) de 0.03 para la región #1. Encontramos un valor idéntido si usamos la calibración entre el cociente WR/(WR+O) y el flujo del WR *bump* proporcionada por Schaerer y Vacca (1998) (Ecuación 4.13).

Queremos enfatizar en la importancia de efectos de apertura en la detección de estrellas WR. La línea de emisión HeII  $\lambda$ 4686 sólo se detecta en el espectro de la región #1 (apertura de 1") y en el conseguido con la apertura de 2.5". Sin embargo, no aparece en ninguno de los espectros del resto de regiones analizadas. Sospechamos que la región #1, que alberga el brote más joven e intenso del sistema, es la única zona en la que una población sustancial de estrellas WR está presente. Cuando extraemos una apertura más grande, esta débil línea se pierde por el flujo



FIGURA 8.12: (*Izquierda*) Relación entre la metalicidad y la distancia desde el centro de IRAS 08339+6517 para las regiones observadas (triángulos) y distintos tamaños de apertura (círculos abiertos). Hemos considerado las abundancias de oxígeno determinadas con la calibración empírica de Pilyugin (2001a). La línea punteada es un ajuste lineal a todos los datos excepto la región B, que muestra un valor mayor de O/H. El ajuste lineal sugiere la existencia de un gradiente de abundancias a lo largo del disco. (*Derecha*) Relación entre el coeficiente de enrojecimiento,  $C(H\beta)$ , con la distancia al centro de IRAS 08339+6517. Las regiones observadas se representan con triángulos mientras que los diferentes tamaños de aperturas extraídas se muestran con círculos abiertos conectados con una línea punteada.

del continuo. Así, efectos de apertura y la posición de la rendija sobre la galaxia a estudiar pueden jugar un papel muy importante a la hora de la detección de los rasgos WR, tal y como autores anteriores ya habían sugerido (Huang et al. 1999; López-Sánchez et al. 2004a; López-Sánchez et al. 2004b). Como las estrellas WR sólo se encuentran en la regiones HII más jóvenes, la localización exacta de estas áreas ricas en WR es esencial para analizar las poblaciones de estrellas masivas en galaxias *starburst*.

Sin embargo, aunque la línea de emisión He II  $\lambda$ 4686 parece que realmente existe en la región #1, son necesarios nuevos datos espectroscópicos para confirmar su existencia y/o la del WR *bump*. Sólo bajo estas circunstancias la clasificación de IRAS 08339+6517 como *galaxia Wolf-Rayet* puede establecerse sin ninguna duda.

# 8.3.4 La naturaleza de IRAS 08339+6517

#### Dependencia radial de metalicidad y enrojecimiento

Hemos analizado la dependencia radial de la metalicidad determinada en las ocho aperturas extraídas en IRAS 08339+6517 (cuatro aperturas correspondientes con regiones y otras cuatro centradas en el núcleo y con diferentes tamaños, ver Figura 8.3), cuya gráfica se representa en la Figura 8.12 (*izquierda*). Consideramos para cada apertura la abundancia de oxígeno obtenida mediante la calibración empírica de Pilyugin (2001a) (ver Tablas 8.4 y 8.7). Excepto para la región B, la abundancia de oxígeno determinada para el núcleo [región #1, con 12+log(O/H)=8.55] es mayor que en las zonas externas [región A con 12+log(O/H)=8.42] y continua-

TABLA 8.7: Principales propiedades determinadas para el gas ionizado de IRAS 08339+6517 usando distintos tamaños de apertura.

| Apertura ( $^{\prime\prime}$ ) | $C(H\beta)$     | W <sub>abs</sub> (HI) (Å) | $12 + \log(O/H)$ |
|--------------------------------|-----------------|---------------------------|------------------|
| $1 \times 1$                   | $0.30\pm0.02$   | $1.1 \pm 0.1$             | $8.55 \pm 0.10$  |
| $2.5 \times 1$                 | $0.26 \pm 0.02$ | $1.4 \pm 0.1$             | $8.50 \pm 0.10$  |
| $5 \times 1$                   | $0.24 \pm 0.02$ | $1.5 \pm 0.1$             | $8.47 \pm 0.10$  |
| $9 \times 1$                   | $0.21 \pm 0.02$ | $1.6 \pm 0.1$             | $8.45 \pm 0.10$  |
| $12 \times 1$                  | $0.22 \pm 0.02$ | $1.8 \pm 0.1$             | $8.45 \pm 0.10$  |

mente decreciente entre ambos extremos. Así, a pesar de las incertidumbres, parece detectarse la posible presencia de un débil gradiente de abundancias a lo largo del disco de IRAS 08339+6517. El ajuste lineal a los datos proporciona una pendiente de -0.043 dex kpc<sup>-1</sup>. El gradiente medio en galaxias espirales es de unos -0.06 dex kpc<sup>-1</sup> (Zaritsky et al. 1994).

Además de la metalicidad de oxígeno, la anchura equivalente de absorción de las líneas de Balmer,  $W_{abs}$ , calculada mediante el decremento Balmer se incrementa con el tamaño de la apertura, confirmado de nuevo la existencia de una población más evolucionada subyacente al *starburst*. El coeficiente de enrojecimiento,  $C(H\beta)$ , determinado para las distintas aperturas dentro de IRAS 08339+6517 también indica un aparente ligero gradiente entre el núcleo y las zonas externas de la galaxia (ver Figura 8.12, derecha). Esto podría explicar las diferencias encontradas por González-Delgado et al. (1998) en el exceso de color entre dos aperturas de diferente tamaño. Para el núcleo, estimaron E(B-V)=0.19 (a partir del espectro obtenido con una apertura de  $1.7'' \times 1.7''$  empleando el Goddard High-Resolution Spectrograph a bordo del HsT), similar al valor que nosotros obtenemos para nuestra apertura de  $1'' \times$ 1",  $E(B-V)=0.20\pm0.01 \ [C(H\beta)=0.30\pm0.02]$ . Para las zonas externas, González-Delgado et al. (1998) encuentran E(B-V)=0.10 (usando la apertura circular de 12''en el Hopkins Ultraviolet Telescope), que corresponde con la que nosotros obtenemos con nuestra apertura de  $12'' \times 1''$ ,  $E(B-V)=0.12\pm0.01$  [ $C(H\beta)=0.22\pm0.02$ ]. El efecto del tamaño de la apertura a la hora del cálculo de propiedades integradas de galaxias ha sido estudiado recientemente por Kewley et al. (2005), quienes concluyeron que las diferencias de los valores para la metalicidad, extinción y SFR entre el núcleo y globales son sustanciales: por ejemplo, para una galaxia espiral de tipo tardío, la metalicidad del núcleo es  $\sim$ 0.14 dex mayor que la metalicidad global de la galaxia.

#### Región B: ¿Una TDG o el resto de una fusión?

Como podemos observar en la Figura 8.12 (*izquierda*), la región externa B, localizada a 3.4 kpc del centro de IRAS 08339+6517, muestra una alta metalicidad,  $12+\log(O/H)=8.58$ , incluso un poco superior a la determinada para el núcleo de la galaxia. Observamos que las regiones A y B están a una distancia muy similar del centro pero localizadas en zonas opuestas (ver Figura 8.3). Sus espectros también tienen aproximadamente la misma relación señal-a-ruido. La región A parece ser una región H II brillante (o un complejo de regiones H II) en las zonas externas del disco.



FIGURA 8.13: Imagen profunda en banda R de IRAS 08339+6517 y su galaxia compañera mostrando los detalles más débiles. Se han superpuesto nuestra imagen neta en H $\alpha$ , sustraída de continuo (contornos blancos) y el mapa de H I obtenido por Cannon et al. (2004) (contornos negros). Nótese que la débil pluma óptica en dirección a la galaxia enana compañera coincide con la cola de marea de H I.

Además, como vimos antes, la región B también parece encontrarse desacoplada cinemáticamente con respecto al movimiento del gas ionizado asociado a la cola de marea, por lo que quizás no es simplemente una brillante región de formación estelar en las afueras del disco. Tenemos dos posibles explicaciones a estos hechos:

1. Naturaleza TDG. Como vimos en §4.4.2, objetos enanos con altas metalicidades y cinemáticas desacopladas son características de los candidatos a galaxias enanas de marea, TDGs (Duc et al. 2000). La magnitud en B determinada para esta región es  $m_B \sim 20.1$ , implicando una magnitud absoluta de  $M_B \sim -14.4$ . Así, considerando su abundancia de oxígeno, este objeto está lejos de la relación luminosidad-metalicidad dada por Richer y McCall (1995) para galaxias enanas irregulares (Ecuación 4.1). Siguiendo el análisis efectuado por Weilbacher et al. (2003), esto indicaría que la región B (quizás incluso todo el brazo NO, la región #7 en la Figura 8.3) podría ser un candidato a TDG. La metalicidad media de los objetos en la muestra de Weilbacher et al. (2003) es  $12 + \log(O/H) = 8.34 \pm 0.14$ , pero al menos cinco objetos poseen abundancias de oxígeno superiores a 8.55 (ver su Figura 3), similar a la que encontramos en la región B. Sin embargo, una TDG genuina debe ser una entidad autogravitatoria. Esto no lo podemos conocer a partir de nuestro espectro, por lo que no nos es posible confirmar que B sea realmente un candidato a  $T_{DG}$  formado de material expulsado de las regiones internas de la galaxia.

2. Resto de fusión. La región B podría ser también el resto de un proceso de fusión previo sufrido por IRAS 08339+6517 en el pasado. Esto explicaría la morfología tan perturbada de las regiones externas, especialmente el largo arco de material que conecta el norte de la galaxia con el brillante rayo austral (ver Figura 8.2). Este escenario fue ya sugerido por Cannon et al. (2004) y también daría cuenta de la intensa actividad de formación estelar observada a través de toda la galaxia. Si esta fusión hubiese ocurrido se encontraría ahora en un estado muy avanzado. Siguiendo el detallado análisis de la secuencia de fusiones galácticas presentada por Hibbard y van Gorkom (1996), las fusiones en estados tardíos muestran apéndices de marea que surgen de un único núcleo rodeado de un perfil estelar prácticamente relajado. Su imagen profunda en R de NGC 3931, prototipo de esta fase de fusión, muestra rasgos morfológicos similares a los que vemos en IRAS 08339+6517. Otra fusión menor interesante es la galaxia *Átomos-para-la-Paz*, NGC 7252: Hibbard et al. (1994) encontraron que la mayor parte de su masa de HI reside fuera del objeto, de nuevo similar al caso de IRAS 08339+6517. Sin embargo, si esta hipótesis basada en una fusión menor fuese correcta, la interacción con la galaxia compañera no sería necesaria y tanto la pluma óptica como la cola de marea de HI (ver Figura 8.13) estarían alineadas en dirección a la galaxia compañera por casualidad $^2$ . No podemos descartar los efectos de la interacción con la galaxia compañera: aunque realmente ocurriese una fusión menor en tiempos pretéritos, hoy día la interacción con el objeto externo parece ser más importante.

#### La naturaleza no-AGN de IRAS 08339+6517

IRAS 08339+6517 no alberga un núcleo galáctico activo (AGN). Varios hechos apoyan esta afirmación:

- 1. su espectro, que es similar a los típicos encontrados en galaxias starbursts;
- 2. la FWHM de las líneas de emisión. Por ejemplo, la FWHM de H $\beta$  y [OIII]  $\lambda$ 5007 son, corregidas por ensanchamiento instrumental, 263 km s<sup>-1</sup> y 259 km s<sup>-1</sup>, respectivamente; el rango de valores medios típico de FWHM para AGNs es de entre 350 y 550 km s<sup>-1</sup> (Véron et al. 1997);
- la posición de los datos observacionales sobre los diagramas de diagnóstico de Dopita et al. (2000), que es consistente con la posición de las regiones HII y no con la de los AGNS (ver Figura 8.14);
- 4. su cociente logarítmico entre el flujo en FIR y en radio (definido en la Ecuación 4.2), q = 2.34, que es consistente con los valores determinados para galaxias normales,  $\langle q \rangle = 2.3$  (Condon et al. 1992);

 $<sup>^2</sup>$ Curiosamente, el mapa en rayos-X de IRAS 08339+6517 publicado por Stevens y Strickland (1998b) también muestra una morfología perturbada incluyendo una débil cola en su región NO. No obstante, esta observación no puede interpretarse como un rasgo inducido por interacción como la cola de marea de H I.



FIGURA 8.14: Cocientes de líneas de emisión en las regiones analizadas en IRAS 08339+6517. Las líneas continuas proporcionan el límite de ionización para un *starburst* de edad cero, siguiendo los modelos de Dopita et al. (2000).

5. y la correlación entre la emisión en FIR y en radio, que es satisfecha por la galaxia usando tanto la relación de Condon et al. (1991) entre las luminosidades en FIR y 1.49 GHz (Ecuación 4.3) como la relación entre el continuo de radio a 1.4 GHz y 60  $\mu$ m dada por (Yun et al. 2001) (Ecuación 4.4).

#### Una galaxia azul compacta luminosa

Las propiedades observadas en IRAS 08339+6517 sugieren clasificarla como una galaxia azul compacta luminosa. Las LCBGs son galaxias con ~  $L^*$  ( $L^* = 1.0 \times 10^{10}L_{\odot}$ ), azules, con alto brillo superficial, alta metalicidad y que albergan intensos starbursts junto a una población subyacente de estrellas viejas (Guzmán et al. 1998). Considerando la magnitud en *B* estimada para IRAS 08339+6517, encontramos que satisface todas estas características: tiene  $B - V = 0.05 \pm 0.08$ ,  $M_B = -21.58 \pm 0.04$  y para 2.6″, su radio a mitad de luz en la banda *B*, posee un brillo superficial medio de  $SB_B \sim 17.1$  mag arcsec<sup>-2</sup>.

Las LCBGs no son comunes a bajos desplazamientos al rojo (Guzmán et al. 2003) y su evolución y naturaleza es aún discutida: mientras que Koo et al. (1995) and Guzmán et al. (1996) sugieren que las LCBGs son los progenitores de galaxias irregulares o esferoidales de baja masa locales experimentando una fuerte fase de formación estelar, Phillips et al. (1997) y Hammer et al. (2001) apuntan que son los progenitores de los bulbos de las espirales masivas actuales. En el universo local, las LCBGs parecen ser objetos más evolucionados y podrían ser incluso los equivalentes de las galaxias Lyman-break a alto z (Erb et al. 2003), siendo objetos muy interesantes para estudios de evolución y formación de galaxias. Werk et al. (2004)

presentaron recientemente una muestra de LCBGs en el universo local, encontrando que, en media, las LCBGs muestran fuerte actividad de formación estelar, emiten flujo continuo de radio detectable y poseen abundancias de elementos pesados menores que las esperadas siguiendo la relación luminosidad-metalicidad para galaxias *starburst* con líneas de emisión dada por Melbourne y Salzer (2002). IRAS 08339+6517 también cumple todas estas propiedades [la relación dada por Melbourne y Salzer (2002) proporciona una abundancia de oxígeno de 12+log(O/H)~9.2, mucho mayor que la que determinamos para la galaxia, 12+log(O/H)=8.45±0.10].

## La naturaleza de la galaxia enana compañera

La galaxia enana compañera sigue la relación proporcionada por Richer y McCall (1995) entre la magnitud absoluta en la banda B y la abundancia de oxígeno para galaxias enanas irregulares (Ecuación 4.1), indicando que no es una TDG formada de material expulsado por IRAS 08339+6517 sino una galaxia enana externa e independiente. La aparente rotación de sólido-rígido encontrada en el mapa de HI, las indicaciones de que el gas HI de la cola de marea ha sido probablemente expulsado de la galaxia principal y la baja actividad de formación estelar encontrada en la galaxia compañera sugieren que los efectos de la interacción no son tan intensos como en IRAS 08339+6517.

# Capítulo 9 : La contaminación química localizada en la galaxia Wolf-Rayet enana NGC 5253

Algunas noches subíamos ella y yo a la terraza y mirábamos sobrecogidos el fastuoso espectáculo del cielo. En una ocasión vimos el campamento de los soldados beréberes que asediaban Córdoba. Era noche cerrada y sólo se divisaban en el oscuro horizonte centenares de hogueras. En el cielo y en la tierra se repetía el mismo espectáculo de puntos centelleantes, y dedujimos que el cielo debía de ser un vasto campamento donde un ejército inconmensurable encendía millares de fogatas.

Azarquiel, el Astrónomo de Toledo, Mariano Calvo

L A ESPECTROFOTOMETRÍA ECHELLE PROFUNDA de dispersión cruzada en telescopios de gran apertura es una técnica muy potente para refinar nuestro conocimiento sobre la composición química de las regiones HII: permite observar todo el rango espectral óptico completo, medir las débiles e importantes líneas de emisión aurorales y de recombinación, separar líneas nebulares muy próximas y descontaminarlas de líneas de cielo cercanas.

Análisis recientes de la mayoría de las regiones H II Galácticas más brillantes empleando espectros profundos con alta resolución (Esteban et al. 1998; Esteban et al. 1999a; Esteban et al. 1999b; Esteban et al. 2004; García-Rojas et al. 2004; García-Rojas et al. 2005; García-Rojas et al. 2006) han permitido precisar la abundancia de iones de elementos pesados a partir de líneas de recombinación e incluso determinar el gradiente radial de abundancia de carbono en el disco Galáctico (Esteban et al. 2005a). No obstante, hasta la fecha sólo se han realizado unos pocos estudios similares en regiones  $H_{II}$  gigantes extragalácticas (Gehrs), enfocados en las Nubes de Magallanes (Peimbert 2003; Tsamis et al. 2003) y en otras pocas galaxias cercanas espirales e irregulares (Esteban et al. 2002; Peimbert et al. 2005). Un resultado común alcanzado en trabajos Galácticos y extragalácticos es el hallazgo de una diferencia significativa entre las abundancias determinadas con líneas de recombinación (RLs) y con líneas de excitación colisional (CELs) de los mismos iones, en el sentido de que las abundancias obtenidas con RLs son siempre mayores que las determinadas con CELs. Este problema, que también ha sido detectado en algunas nebulosas planetarias (PNs), se conoce como discrepancia de abundancias. El origen de este problema todavía se desconoce. Péquignot et al. (2002) y

Tsamis et al. (2004) han construido modelos con composición química y condiciones físicas inhomogéneas para explicar esta discrepancia en PNs. Tsamis y Péquignot (2005) propusieron recientemente una idea similar para explicar la discrepancia de abundancias en 30 Dor. Estos autores plantean que la presencia de grumos de alta metalicidad y baja temperatura sería la responsable de la mayoría de la emisión en RLs de iones de elementos pesados. Sin embargo, la discrepancia de abundancias podría estar relacionada con otro problema en la astrofísica nebular: la existencia de *fluctuaciones de temperatura* en el volumen del gas ionizado (Peimbert 1967; Torres-Peimbert et al. 1980), cuya existencia aún es un tema controvertido aunque varios son los mecanismos propuestos (ver Esteban 2000 para una revisión).

Un paso más en la investigación de estos problemas es la determinación de abundancias a partir de RLs en una muestra de GEHRs en galaxias *starbursts* e incluso en galaxias HII de composición química distinta a la solar. Uno de los mejores candidatos a esta investigación es la galaxia enana irregular cercana NGC 5253. Esta BCDG tiene como interés adicional que parece mostrar un enriquecimiento localizado de nitrógeno en su centro, algo que podría estar explicarse por la contaminación de los vientos de estrellas WR sobre el gas circundante. El estudio presentado en este capítulo se ha publicado en su mayor parte en López-Sánchez et al. (2007).

# 9.1 Estudios previos de NGC 5253

NGC 5253 (Figura 9.1) se localiza a una distancia heliocéntrica de 3.3 Mpc (Gibson et al. 2000) y pertenece al Grupo de Centauro. Así, NGC 5253 es una de las galaxias *starburst* más estudiada, observada básicamente en todas las longitudes desde radio hasta los rayos-X. Campbell et al. (1986) y Walsh y Roy (1987) detectaron en el núcleo de la galaxia la presencia del rasgo ancho nebular asociado a estrellas WR. Autores posteriores (Schaerer et al. 1997; Kobulnicky et al. 1997) confirmaron la presencia de estrellas WNL y WCE. Este hecho, junto a que el espectro radio observado es esencialmente térmico, con muy poca emisión de sincrotrón de restos de supernova (Beck et al. 1996), revela la extrema juventud del *starburst*.

NGC 5253 es también una galaxia muy interesante porque es el mejor candidato para enriquecimiento químico localizado en GEHRS. Welch (1970), Walsh y Roy (1987, 1989), y Kobulnicky et al. (1997) indicaron la presencia de una fuerte sobreabundancia de nitrógeno en una zona particular del núcleo de de la galaxia. Campbell et al. (1986) también encontraron un aumento de helio en la misma zona, aunque esto no se había confirmado en trabajos posteriores. Otra peculiaridad de la galaxia es que la mayoría del gas parece rotar sobre el eje mayor óptico (Kobulnicky y Skillman 1995), pero este comportamiento podría estar afectado con algún tipo de expulsión de materia (Koribalski 2006, comunicación privada, ver Figura 9.2). Sin embargo, observaciones en CO realizadas por Turner et al. (1997) y Meier et al. (2002) sugerían que nubes moleculares están cayendo a NGC 5253. Estos dos hechos observacionales indican que la situación dinámica de la galaxia no está nada clara. Meier et al. (2002) sugirieron que la caída de material molecular podría ser el mecanismo que alimenta el fuerte *starburst* del centro de la galaixa. No obstante,



FIGURA 9.1: (Izquierda) Imagen en falso color de la galaxia starburst NGC 5253 en filtros B (azul), V (verde) e I (rojo) observada desde el telescopio 2.5m du Pont, en el Observatorio de Las Campanas (Chile). (Derecha) Imagen en falso color de la región central obtenida combinado imágenes de WFPC2 HST en los filtros H $\alpha$  (rojo), [O III] (verde) y UV (azul). Se indica la posición de la rendija usada en nuestras observaciones en VLT. Por comparación, hemos incluido la imagen de HST en el centro de la imagen del telescopio 2.5m du Pont.

otros autores como van den Bergh (1980) y Cardwell y Phillips (1989) han sugerido que el *starburst* nuclear se inició como resultado de una interacción pasada (hace alrededor de 1 Ga) con la galaxia vecina M83. Ambas galaxias se sitúan a una distancia radial de sólo 500 kpc y la separación proyectada es de 130 kpc (Thim et al. 2003).

Con respecto a la cinemática del gas ionizado de NGC 5253, destacamos la presencia de dos superburbujas de gran tamaño relacionadas a la región central de la galaxia, con diámetros del orden de 1 arcmin (~1 kpc), y velocidades de expansión de 35 km s<sup>-1</sup> (Marlowe et al. 1995). Estas superburbujas coinciden con la emisión extendida en rayos-X detectada por CHANDRA y XMM-NEWTON (Summers et al. 2004). La emisión en rayos-X de NGC 5253 parece provenir de una estructura compleja de superburbujas y burbujas pequeñas que parecen estar asociadas con cúmulos estelares individuales. Observaciones en radio muestran que la galaxia posee un continuo muy plano en longitudes de onda centimétricas, lo que es indicativo de emisión térmica en regiones H II (Beck et al. 1996; Turner, Beck y Ho 2000). Esto sugiere que el brote de formación estelar es tan joven que no ha tenido aún tiempo de producir un número significativo de supernovas (SNs). Se observaron dos explosiones de SNs en esta galaxia en 1895 y 1972 (Ardeberg y de Groot 1973), siendo de los objetos más brillantes de su clase detectados en galaxias externas. Sin embargo, parece que ninguna de las dos esta relacionada con el *starburst* central.

Calzetti et al. (1999) analizaron en detalle la estructura y morfología del gas ionizado de NGC 5253 usando HST. Las imágenes de WFPC2 en filtros de H $\alpha$  y [SII]



FIGURA 9.2: Mapa en H I de NGC 5253 obtenido usando el interferómetro ATCA (Australia). (a) Mapa de contornos de H I sobre la imagen óptica en banda *B* del DSS. (b) Distribución del gas atómico de NGC 5253. (c) Campo de velocidad de la galaxia: no se observa un patrón de rotación claro, en caso de existir parece ser sobre el eje menor, aunque también podría existir algún tipo de *outflow*. (d) Dispersión de la velocidad del gas. Excepto (a), el resto de diagramas tienen exactamente la misma escala. Datos cortesía de Bärbel Koribalski (ATNF).

detectan arcos y filamentos débiles localizados a  $\geq 1$  kpc del cúmulo ionizante principal (ver Figura 9.1, panel derecho) que están parcialmente excitados por choques. Estos autores sugirieron que el *starburst* está alimentado por gas que está cayendo a la galaxia a lo largo del eje menor óptico, mientras que el gas caliente en expansión tiene preferentemente la dirección del eje mayor.

NGC 5253 se considera como uno de los *starbursts* más jóvenes del universo local (van den Bergh 1980; Moorwood y Glass 1982; Rieke et al. 1988). Recientemente, Calzetti et al. (1997), Tremonti et al. (2001), Harris et al. (2004) y Cresci et al.



FIGURA 9.3: (*Izquierda*) Posición de nuestra rendija sobre la Figura 1 de Kobulnicky et al. (1997), que muestra los contornos en H $\alpha$  sobre la imagen en continuo de 2200 Å (escala de grises) y la posición de las cuatro regiones analizadas en NGC 5253. (*Derecha, arriba*) Distribución espacial de flujo H $\alpha$  (en unidades arbitrarias) a partir de nuestro espectro echelle, indicando las cuatro zonas analizadas en NGC 5253. El norte está a la izquierda. (*Derecha, abajo*) Distribución espacial de flujo H $\alpha$  determinada a partir de la imagen HST obtenida por Calzetti et al. (1997) usando nuestra misma posición de rendija.

(2005) obtuvieron fotometría multicolor de candidatos a cúmulos estelares brillantes usando datos de WFPC2-HST. Harris et al. (2004) encontró que NGC 5253 posee un número grande de cúmulos estelares de edad muy joven (< 20 Ma) y con masas entre  $10^3$  y  $10^5$   $M_{\odot}$ . Observaciones en radio y en infrarrojo de la parte central del *starburst* (Crowther et al. 1999; Turner et al. 1998; Vanzi y Sauvage 2004; Alonso-Herrero et al. 2004; Martín-Hernández, Schaerer y Sauvage 2005) también han revelado un doble super-cúmulo de estrellas masivas (SSC) muy compacto y oscurecido, con una edad extremadamente joven (~3.5 Ma). Este doble cúmulo es el responsable de la mayoría del flujo integrado de la galaxia a varias frecuencias. Este cúmulo, que posee una masa de aproximadamente  $10^6$   $M_{\odot}$  (Calzetti et al. 1997), podría ser un cúmulo globular en formación, posiblemente el más joven conocido (Turner, Beck y Ho 2000).

# 9.2 Espectroscopía profunda con VLT

Como ya detallamos en §5.3.2, las observaciones se realizaron empleando el instrumento *Ultraviolet Visual Echelle Spectrograph* (UVES) situado en el foco Nasmyth de la unidad Kueyen de 8.2m VLT. El resumen de las observaciones se indica en la Tabla 5.8. En la Figura 9.3 mostramos nuestra posición de rendija sobre la Figura 1 de Kobulnicky et al. (1997). La rendija se situó a lo largo de la dirección norte-sur (PA=0°) para observar las regiones más interesantes del *starburst*. Estas zonas ya fueron analizadas por Walsh y Roy (1989) y Kobulnicky et al. (1997). De norte



FIGURA 9.4: Detalle de los espectros conseguidos con el instrumento UVES en VLT de la región B (HII-I) de NGC 5253. No están corregidos por enrojecimiento. Se indican las líneas de emisión más brillantes.

a sur, las regiones se designaron como HII-2, HII-1, UV1 y UV2 (A, B, C y D, respectivamente), tal y como se muestra en la Figura 9.3. Calzetti et al. (1997) también distinguieron entre el *starburst* nuclear de la galaxia (regiones A y B o HII, que no tiene una edad superior a 3 Ma y posee el cúmulo estelar masivo central), y el núcleo galáctico (regiones C y D o UV), que es una zona más vieja, brillante en el Uv y con un ritmo de formación estelar alrededor de 10 veces inferior al *starburst* nuclear.

En la Figura 9.3 (derecha, arriba) mostramos la distribución espacial del flujo de H $\alpha$  a lo largo de nuestra rendija, indicando las aperturas de los cuatro espectros unidimensionales extraídos. Todas las aperturas tienen un tamaño de  $1.5'' \times$ 1.5''. Hemos comparado la distribución espacial del flujo H $\alpha$  obtenida de nuestro espectro VLT con la conseguida con la imagen H $\alpha$  de WFPC2-HST de Calzetti et al. (1997) usando la misma posición de rendija y tamaño (Figura 9.3 derecha, arriba). Observamos que la correspondencia entre ambas es excelente.

Como ejemplo de la calidad de nuestros espectros, mostramos en la Figura 9.4 el conseguido para la región B (HII-1). Recopilamos en la Tabla D.1 (Apéndice D) todas las líneas de emisión detectadas en las cuatro zonas analizadas. La región B (HII-1) es la zona en la que hemos identificado más líneas, 169 en total. Así, NGC
|  | (A) HII-2        | (B) HII-1        | (C) UV-1         | (D) UV-2        |
|--|------------------|------------------|------------------|-----------------|
| $F({ m H}eta)~(	imes 10^{14}~{ m erg~s^{-1}~cm^{-2}})$ | $13.45 \pm 0.43$ | $13.52 \pm 0.42$ | $10.13 \pm 0.33$ | $2.56 \pm 0.09$ |
| $W(H\alpha)$ (Å)                                       | 919              | 1009             | 470              | 169             |
| $W(H\beta)$ (Å)  | 234              | 254              | 94               | 39              |
| $W(H\gamma)$ (Å)                                       | 96               | 93               | 43               | 44              |
| $W(H\delta)$ (Å)                                       | 49               | 45               | 18               | 23              |
| $W(H\epsilon)$ (Å)                                     | 27               | 25               | 11               | 5               |
| W(H9) (Å)  | 12               | 10               | 4                | 2               |
| $W_{abs}$ (H $\alpha$ ) (Å)                            | $0.0 \pm 0.2$    | $0.0 \pm 0.2$    | $0.0 \pm 0.2$    | $0.7 \pm 0.2$   |
| $W_{abs}$ (H $\delta$ ) (Å)                            | $0.7 \pm 0.2$    | $1.2 \pm 0.2$    | $0.4 \pm 0.2$    | $0.8 \pm 0.2$   |
| $W_{abs}$ (H $\gamma$ ) (Å)                            | $2.2 \pm 0.2$    | $3.9 \pm 0.2$    | $1.1 \pm 0.2$    | $0.8 \pm 0.2$   |
| $W_{abs}$ (H $\epsilon$ ) (Å)                          | $1.2 \pm 0.2$    | $1.5 \pm 0.2$    | $0.7 \pm 0.2$    | $0.4 \pm 0.3$   |
| W <sub>abs</sub> (H9) (Å)                              | $0.4 \pm 0.3$    | $0.9 \pm 0.3$    | $0.2 \pm 0.3$    | $0.2 \pm 0.3$   |
| $W_{abs}$ (Balmer) (Å)                                 | $1.3 \pm 0.3$    | $1.7 \pm 0.3$    | $0.8 \pm 0.2$    | $0.6 \pm 0.3$   |
| $C(\mathbf{H}\beta)$ (Balmer)                          | $0.22\pm0.02$    | $0.36 \pm 0.03$  | $0.23\pm0.03$    | $0.09\pm0.02$   |
| $W_{abs}$ (Paschen) (Å)                                | $0.0 \pm 0.1$    | $0.0 \pm 0.1$    | $0.0 \pm 0.1$    | $0.0 \pm 0.1$   |
| $C(\mathrm{H}\beta)$ (Paschen)                         | $0.24 \pm 0.02$  | $0.39 \pm 0.02$  | $0.27\pm0.02$    | $0.10 \pm 0.02$ |
| $C(\mathrm{H}\beta)$ (adoptado)                        | $0.23 \pm 0.02$  | $0.38\pm0.03$    | $0.25\pm0.03$    | $0.10\pm0.02$   |

TABLA 9.1:- Flujos de H $\beta$  (sin corregir de extinción), coeficientes de enrojecimiento y anchuras equivalentes para las regiones analizadas en NGC 5253.

5253 es actualmente la galaxia *starburst* en la que se han detectado más líneas de emisión en óptico. Por otro lado, identificamos un total de 156 líneas en A (HII-2), 161 en C (UV1) y 86 en D (UV2). La identificación y longitud de onda adoptadas para las líneas se realizó siguiendo las identificaciones en regiones HII Galácticas dadas por Esteban et al. (2004) y García-Rojas et al. (2004); seguimos a estos últimos en el cálculo de los errores de las intensidades de las líneas. Los dos puntos indican errores superiores o del orden del 40%.

Siguiendo el procedimiento explicado en §3.10 y en el Apéndice A, hemos corregido las intensidades de las líneas tanto por enrojecimiento como por absorción en las líneas HI de forma iterativa. Empleamos la Ecuación A.23 para determinar tanto  $C(H\beta)$  como  $W_{abs}$ , pero independientemente para las líneas de Paschen y de Balmer de HI. En la Figura A.2 de §3.10 empleamos los datos de la región A de NGC 5253 para explicar gráficamente el método usado; los resultados para las cuatro regiones de NCG 5253 los recogemos en la Tabla 9.1.

Los valores de  $C(H\beta)$  obtenidos no coinciden exactamente con las estimaciones previas usando el decremento Balmer. Kobulnicky et al. (1997) proporcionaban valores inferiores para las regiones A y B  $[C(H\beta)=0.12\pm0.04 \text{ y } 0.14\pm0.04, \text{ respec$  $tivamente}]$ , aunque su estimación para la región C  $[C(H\beta)=0.20\pm0.04]$  es muy similar a nuestro valor. Por otro lado, Walsh y Roy (1989) también obtienen un coeficiente de enrojecimiento alto para la región B  $[C(H\beta)=0.44\pm0.03]$  pero dan un valor mucho mayor para D. Creemos que, dada la alta resolución espectral y la mejor señal-a-ruido de nuestros espectros de VLT, además del uso de las líneas de Paschen, nuestras estimaciones de  $C(H\beta)$  deberían considerarse como más cercanas al verdadero enrojecimiento de NGC 5253.



FIGURA 9.5: Perfiles de las líneas de emisión de [O III]  $\lambda$ 5007 (*arriba*), H $\alpha$  (*mitad*) y [N II]  $\lambda$ 6583 (*abajo*) para las cuatro regiones observadas en NGC 5253 (línea negra contínua). Excepto el perfil de la región D, todos ellos presentan una componente estrecha (línea discontinua azul) más una componente ancha (línea discontinua-punteada azul).

## 9.3 Perfiles de las líneas de emisión y cinemática del gas

La relativamente alta resolución espectral de nuestras observaciones ( $R \sim 8800$ ) ha permitido analizar los perfiles de las líneas de emisión con algo de detalle. Observamos que un ajuste Gaussiano sencillo no reproduce satisfactoriamente los perfiles observados. La Figura 9.5 muestra los perfiles de las líneas de emisión de [O III]  $\lambda$ 5007, H $\alpha$  y [N II]  $\lambda$ 6583 de las zonas observadas en NGC 5253. De esta figura, es evidente la presencia de varias componentes de velocidad (al menos dos). Es claro que los perfiles en las regiones A y B muestran una componente ancha intensa subyacente a una componente estrecha. Martin y Kennicutt (1995) y Marlowe et al. (1995) ya notaron alas asimétricas en los perfiles de las líneas de H $\alpha$  y [N II]  $\lambda$ 6583 en el centro de NGC 5253. Por simplicidad, hemos realizado un ajuste Gaussiano múltiple a los perfiles suponiendo la presencia de dos componentes. En la Tabla 9.2 mostramos la diferencia de velocidad entre los centroides de ambas componentes en



FIGURA 9.6: (*Izquierda*) Diagrama posición-velocidad de las componentes ancha, estrecha y total de la línea de H $\alpha$  para la posición de rendija observada en NGC 5253. La abscisa muestra las velocidades con respecto al centro de la zona B. (*Derecha*) FWHM de las componentes cinemáticas de H $\alpha$  con respecto al incremento espacial a lo largo de la rendija.

cada zona (velocidad de la componente ancha con respecto a la de la componente estrecha). La componente ancha se encuentra desplazada al rojo con respecto a la estrecha en la zona A, pero aparece ligeramente desplazada al azul en la región B. Esta diferencia de velocidad entre componentes es mayor para las líneas de [NII] y [SII] de la región A. La región C parece mostrar una componente ancha algo más débil. Finalmente, los perfiles de las líneas observadas en la región D parecen descomponerse en dos componentes estrechas con una diferencia de velocidad de ~35 km s<sup>-1</sup>, valor similar al encontrado por Martin y Kennicutt (1995) y Marlowe et al. (1995).

En la Figura 9.6 (izquierda) mostramos el diagrama posición-velocidad de las componentes ancha, estrecha y total de la línea de H $\alpha$  a lo largo de la rendija. La separación de velocidad alcanza su máximo en la región D. En la Figura 9.6 (derecha) mostramos la variación de la anchura a media altura (FWHM) de las diferentes componentes en velocidad de la línea de H $\alpha$  a lo largo de la posición de rendija. La anchura máxima de la componente ancha se encuentra en las regiones A y B donde la FWHM alcanza valores de 110 km s<sup>-1</sup>. Martin y Kennicutt (1995) presentan valores de FWHM consistentes con los nuestros. Las variaciones de velocidad y el cociente de FWHM entre la componente ancha y la estrecha para otras líneas como [O II], [O III], [N II] y [S II] son cualitativamente similares para cada zona. Marlowe et al. (1995) y Méndez y Esteban (1997) ya encontraron perfiles complejos en las líneas de emisión y en la FWHM de las componentes anchas en otras galaxias *starbursts* enanas.

La alta señal-a-ruido de nuestros espectros nos ha permitido realizar un análisis espacial de la cinemática del gas observado en el centro de NGC 5253. Analizamos los centroides de los perfiles de las líneas (componentes ancha, estrecha y total) de H $\alpha$ , [OII]  $\lambda\lambda$ 3726,3729, [NII]  $\lambda$ 6583 y [SIII]  $\lambda$ 9069 a lo largo de la rendija. Extrajimos regiones de 3 píxeles de ancho que corresponden a 0.54" en el cielo para las líneas de H $\alpha$  y [NII] y 0.51" para la línea de [SIII]. La anchura de la zonas extraídas

TABLA 9.2: Diferencia de velocidad (en km  $s^{-1}$ ) entre las dos componentes cinemáticas encontradas en las cuatro regiones analizadas en NGC 5253.

| Región       | [O II]<br>3726,9 Å | [O III]<br>5007 Å | $H\alpha$       | [N II]<br>6583 Å | [S II]<br>6716 Å |
|--------------|--------------------|-------------------|-----------------|------------------|------------------|
| А            | $5.6 {\pm} 0.3$    | $6.3 \pm 0.4$     | $9.6 {\pm} 0.3$ | $22.3 \pm 1.0$   | $19.2 \pm 0.4$   |
| в            | $-7.1 \pm 0.4$     | $-6.2 \pm 0.3$    | $-4.8 \pm 0.2$  | $-3.1 \pm 0.7$   | $-4.9 \pm 0.3$   |
| $\mathbf{C}$ | $-9.7 \pm 0.6$     | $-14.8 \pm 0.9$   | $-8.9 \pm 0.2$  | $-9.6 \pm 0.9$   | $-8.9 \pm 0.9$   |
| D            | $34\pm3$           | $34.4 {\pm} 0.5$  | $35.4{\pm}0.5$  | $33.3 {\pm} 1.2$ | $35.2 \pm 2.2$   |

en la posición de [OII] es de 2 píxeles, que corresponde a 0.50". En la Figura 9.7 (izquierda) se muestra el diagrama posición-velocidad conseguido, indicándose la posición de cada región. Todas las velocidades están referidas a la velocidad del centro de la región B (HII-1).

La Figura 9.7 (izquierda) indica que el gas ionizado del centro de NGC 5253 sigue un patrón sinosuidal, indicando que su cinemática no es debida a rotación. El comportamiento de nuestro diagrama está en acuerdo (considerando la forma y las amplitudes de velocidad) con los obtenidos por Martin y Kennicutt (1995) para sus posiciones 2 y 3 en las zonas centrales de la galaxia. Este patrón sinosuidal podría haber sido provocado por distorsiones del gas producidas por la presencia de sistemas dinámicamente desacoplados (e.g. Schweizer 1982). Esta explicación implicaría que un proceso de fusión está ocurriendo en la zona central de la galaxia. Otra posibilidad es que el patrón de velocidad se produce por expulsión de materia desde el *starburst* central. De hecho, las estructuras en forma de onda producidas por superconchas son comunes en galaxias enanas con mucha formación estelar (Martin y Kennicutt 1995; Marlowe et al. 1995; Pustilnik et al. 2004). En este contexto, el comportamiento similar observado en los diagramas posición-velocidad entre las componentes ancha y estrecha implicaría que la expulsión de materia afectaría de forma similar la dinámica de ambas componentes. Resaltamos que los diagramas posición-velocidad hallados a partir de líneas de emisión de iones diferentes están en excelente acuerdo excepto para la línea de [N II]  $\lambda$ 6583 en las regiones A (HII-2) y B (HII-1). Este hecho podría estar relacionado con la posibilidad de contaminación de nitrógeno localizada en estas zonas, como discutiremos más abajo.

#### 9.4 Condiciones físicas del gas ionizado

Hemos analizado el principal mecanismo de excitación del gas empleando diagramas de diagnóstico basados en cocientes de líneas de emisión (ver §3.8). Encontramos que la posición de las cuatro regiones de NGC 5253 en estos diagramas son consistentes con la típica de regiones HII (ver Figura 9.7, derecha), indicando que no poseen una contribución de choques significativa. Hemos realizado el mismo análisis considerando las dos componentes encontradas al analizar los perfiles de las líneas de emisión. De nuevo no se encuentra contribución por choques.

Empleamos diferentes cocientes de líneas de emisión para determinar la tempera-



FIGURA 9.7: (*Izquierda*) Diagrama posición-velocidad para la posición de rendija observada usando las líneas de emisión de H $\alpha$ , [O II]  $\lambda\lambda$ 3726,3729, [N II]  $\lambda$ 6583 y [S III]  $\lambda$ 9069. La abscisa muestra las velocidades con respecto al centro de la zona B. (*Derecha*) Cocientes de líneas de emisión en NGC 5253. Los círculos representan los cocientes empreando el valor integrado del perfil de las líneas en cada zona. Los triángulos representan cocientes considerando cada componente cinemática. Las líneas continuas indican el límite de ionización para un *starburst* de edad cero, siguiendo los modelos de Dopita et al. (2000) (D00) y Kewley et al. (2001) (K01).

tura electrónica,  $T_{\rm e}$ , y la densidad electrónica,  $n_{\rm e}$ , del gas ionizado. Recopilamos los resultados encontrados en cada región en la Tabla 9.3. Como es habitual, empleamos la tarea TEMDEN del paquete NEBULAR<sup>1</sup> en IRAF (Shaw y Dufour 1995) para todos los cálculos excepto para la densidad calculada a partir de las líneas de emisión de [Fe III] (ver más abajo).

Para determinar  $n_{\rm e}$ , hemos empleado los siguientes cocientes de líneas de emisión: [O II]  $\lambda$ 3729/3726, [S II]  $\lambda$ 6716/6731, [N I]  $\lambda$ 5198/5200, [Cl III]  $\lambda$ 5518/5538 y [Ar IV]  $\lambda$ 4711/4740, además de las intensidades de varias líneas de [Fe III]. La densidad de [Fe III] se calculó a partir de las líneas más brillantes observadas en cada región (aquellas con errores inferiores al 30% y no afectadas por mezcla con otras líneas) y aplicando los cálculos de Rodríguez (2002). Todos estos valores de  $N_e$  son consistentes dentro de los errores (ver Tabla 9.3) excepto para los encontrados con las líneas de [Ar IV], que son siempre mayores y es de esperar que sean representativos de las zonas más internas de la nebulosa. Para el caso de las zonas A y B esta diferencia es de casi un orden de magnitud, indicando una estratificación fuerte de la densidad del gas ionizado.

Una vez que hemos determinado  $N_e$ , la usamos para determinar  $T_e$  empleando los cocientes de las líneas de [O II], [S III], [Ar III], [O II], [S II] y [N II] e iteramos hasta converger. Hemos determinado la temperatura característica de la zona de helio,  $T_e(\text{He I})$ , suponiendo la presencia de fluctuaciones de temperatura (ver §9.6) usando el formalismo de Peimbert et al. (2002). En la Tabla 9.3 se incluyen todas las deter-

<sup>&</sup>lt;sup>1</sup>Hemos cambiado los datos atómicos por defecto para los iones O<sup>+</sup>, S<sup>+</sup> y S<sup>++</sup> incluidos en la última versión de NEBULAR (Febrero de 2004) por otros que consideramos que proporcionan mejores resultados. Estos cálculos se indican en la Tabla 4 de García-Rojas et al. (2004).

| Diagnóstico                      | Líneas   | (A) HII-2               | (B) HII-1               | (C) UV-1                | (D) UV-2                |
|----------------------------------|--|-------------------------|-------------------------|-------------------------|-------------------------|
| $N_{\rm e}~({\rm cm}^{-3})$      | [O II] $(\lambda 3726)/(\lambda 3729)$   | $660^{+130}_{-140}$     | $600^{+120}_{-130}$     | $420 \pm 100$           | $270\pm80$              |
|                                  | $[S II] (\lambda 6716)/(\lambda 6731)$   | $460^{+160}_{-210}$     | $530^{+170}_{-220}$     | $330^{+130}_{-180}$     | $190^{+110}_{-150}$     |
|                                  | [N I] $(\lambda 5198)/(\lambda 5200)$  | 670 + 550 < 100         | $670^{+510}_{<100}$     | 1140::                  |                         |
|                                  | $[C1III] (\lambda 5518)/(\lambda 5538)$  | 530:                    | 640:                    | 380:                    |                         |
|                                  | [Fe III]   | $750\pm250$             | $650~\pm~350$           | $350\pm300$             | $300\pm300$             |
|                                  | [Ar IV] $(\lambda 4711)/(\lambda 4740)$  | $5600^{+3400}_{-2600}$  | $5100^{+2200}_{-1900}$  | $1300^{+7200}_{-1300}$  |                         |
|                                  | ${\bf Valor}~{\bf adoptado}^{\rm b}$   | $580{\pm}110$           | $610{\pm}100$           | 370±80                  | <b>230</b> ±70          |
| $T_{\rm e}~({\rm K})~{\rm High}$ | $[O III] (\lambda 4959 + \lambda 5007)/(\lambda 4363)$                             | $11960^{+270}_{-300}$   | $12010^{+270}_{-300}$   | $10940^{+240}_{-270}$   | $10990^{+490}_{-620}$   |
|                                  | $[SIII] (\lambda 9069 + \lambda 9532) / (\lambda 6312)^{a}$                        | $12330^{+640}_{-000}$   | $11970^{+580}$          | $10910^{+510}$          | $11300^{+1000}$         |
|                                  | [Ar III] $(\lambda 7136 + \lambda 7751)/(\lambda 5192)$                            | $12000^{+1200}_{-2200}$ | $12100^{+1100}_{-1900}$ | $10600^{+940}_{-1600}$  | -1600                   |
|                                  | Valor adoptado   | $12100{\pm}260$         | $12030{\pm}260$         | $10810 \pm 230$         | $11160{\pm}510$         |
| T <sub>-</sub> (K) Low           | $[O \text{ II}] (\lambda 3726 \pm \lambda 3729) / (\lambda 7320 \pm \lambda 7330)$ | 11300 + 600             | $11330^{+560}$          | $10660^{+490}$          | $10570^{+580}$          |
| 16 (II) 10W                      |  | -740                    | -680                    | -590                    | -740                    |
|                                  | $[511] (\lambda 6/10 + \lambda 6/31) / (\lambda 4009 + \lambda 40/6)$              | 10880 - 1160            | 8080 - 720              | 8180 -710               | $^{8380}$ $^{-1130}$    |
|                                  | [N II] $(\lambda 6548 + \lambda 6583)/(\lambda 5755)$                              | $11040^{+700}_{-960}$   | $11170^{+080}_{-920}$   | $10410^{+780}_{-11600}$ | $10100^{+1300}_{-4200}$ |
|                                  | Valor adoptado <sup>c</sup>  | $11170{\pm}520$         | $11250{\pm}490$         | $10530{\pm}470$         | $10350{\pm}650$         |
| $T_{e}$ (K)                      | HeI  | $10270 \pm 300$         | $10200 \pm 300$         | $9000 \pm 300$          | $10600 \pm 450$         |

TABLA 9.3: Condiciones físicas del gas ionizado en NGC 5253.

<sup>a</sup> [S III]  $\lambda$ 9532 está afectada por una línea de cielo en emisión, por lo que empleamos el cociente teórico  $\lambda 9532/\lambda 9069 = 2.48.$ 

<sup>b</sup> No consideramos  $n_e$  (Ar IV) en la media, ver texto <sup>c</sup> No consideramos  $T_e$  (S II) en la media, ver texto.

minaciones de  $T_e$  calculadas. Es importante resaltar que las determinaciones previas de la temperatura electrónica en el gas ionizado de NGC 5253 estaban limitadas sólo a  $T_e(OIII)$ . Los valores de este parámetro determinados por Kobulnicky et al. (1997) son consistentes con los nuestros dentro de los errores en las tres zonas en común (A, B y C).

Hemos supuesto la aproximación a dos zonas para describir la estructura de temperatura de la nebulosa (ver §3.7). Así, empleamos la media de  $T_e(O III)$ ,  $T_e(S III)$ y  $T_e(Ar_{III})$  como representativa de la temperatura de los iones con alto potencial de ionización y la media de  $T_e(OII)$  y  $T_e(NII)$  para las temperaturas de los iones de bajo potencial de ionización. No incluimos  $T_e(SII)$  en la media porque este valor es alrededor de 1500 K menor que los determinados a partir de los cocientes de [O II] y [N II] en tres de las zonas. Esta diferencia también es observada en la región Galáctica S 311 (García-Rojas et al. 2005), y podría estar provocado por la presencia de una estratificación de temperatura en las partes externas de la nebulosa. De hecho, las líneas de [SII] se producen en una zona mucho más cercana al frente de ionización que las líneas de [O II] y [N II] y su temperatura podría no ser representativa para estos iones de bajo potencial de ionización. La línea de emisión  $[S_{III}] \lambda 9532$ estaba afectada por una línea de cielo, por lo que adoptamos el cociente teórico  $\lambda 9532/\lambda 9069 = 2.48$  para determinar  $T_e(S III)$ .

|                      | /               | (                | / 1             |                 |
|----------------------|-----------------|------------------|-----------------|-----------------|
| Línea                | (A) HII-2       | (B) HII-1        | (C) UV-1        | (D) UV-2        |
| 3819.61              | $830 \pm 166$   | $704 \pm 152$    | $707 \pm 106$   |                 |
| 3964.73              | $642 \pm 88$    | $603 \pm 46$     | $579 \pm 57$    |                 |
| 4026.21              | $821 \pm 43$    | $775 \pm 38$     | $772 \pm 42$    | $653 \pm 108$   |
| 4387.93              | $676 \pm 79$    | $769 \pm 69$     | $649 \pm 81$    |                 |
| 4471.09              | $876 \pm 34$    | $794 \pm 29$     | $736 \pm 27$    | $676 \pm 68$    |
| 4713.14              | $899 \pm 84$    | $826 \pm 61$     | $691 \pm 84$    |                 |
| 4921.93              | $775 \pm 50$    | $759 \pm 43$     | $722 \pm 51$    | $625 \pm 145$   |
| 5875.64              | $777 \pm 29$    | $840 \pm 31$     | $758 \pm 29$    | $786 \pm 48$    |
| 6678.15              | $836 \pm 42$    | $838 \pm 41$     | $735 \pm 37$    | $741 \pm 90$    |
| 7065.28              | $803 \pm 37$    | $786 \pm 34$     | $729 \pm 34$    | $732 \pm 77$    |
| 7281.35              | $775 \pm 91$    |                  | $632 \pm 56$    |                 |
| Adopted <sup>a</sup> | $807 \pm 16$    | $791 \pm 14$     | $729 \pm 13$    | $737 \pm 34$    |
| $\tau_{3889}$        | $9.61 \pm 0.74$ | $11.68 \pm 0.70$ | $7.33 \pm 0.70$ | $1.61 \pm 0.92$ |
| $\chi^2$             | 18.19           | 19.54            | 12.67           | 3.35            |

TABLA 9.4:- Cocientes de  $He^+/H^+$  (en unidades de  $10^{-4}$ ) para NGC 5253.

<sup>a</sup> El valor adoptado incluye todas las incertidumbres de las intensidades de las líneas de emisión,  $n_e$  y  $\tau_{3889}$ , y asume los valores de  $t^2$  adoptados.

#### 9.5 Abundancias iónicas

El gran número de líneas de emisión medidas en nuestros espectros nos ha permitido realizar el cálculo de abundancias iónicas usando tanto RLs como CELS.

#### 9.5.1 Abundancia de He<sup>+</sup>

Hemos medido un gran número de líneas de HeI, contando hasta 34 en la región A. Esto nos ha permitido calcular el cociente He<sup>+</sup>/H<sup>+</sup> con mucha mejor precisión que en estudios anteriores. Hemos empleado los coeficientes de recombinación de Storey y Hummer (1995) para HI y los de Smits (1996) y Benjamin et al. (1999) para HeI. La contribución colisional se estimó a partir de Sawey y Berrington (1993) y Kingdon y Ferland (1995), y las profundidades ópticas en los tripletes con Benjamin et al. (2002). Siguiendo García-Rojas et al. (2005), hemos aplicado el método de máxima verosimilitud desarrollado por Peimbert et al. (2000) para determinar el cociente He<sup>+</sup>/H<sup>+</sup> y algunas propiedades físicas del gas ionizado, que se recogen en la Tabla 9.4. En esta tabla también incluimos el valor de  $\tau_{3889}$  y el correspondiente parámetro  $\chi^2$ , indicando la bondad del ajuste en las cuatro regiones.

#### 9.5.2 Abundancias iónicas con Cels

En la Tabla 9.5 recopilamos todas las abundancias iónicas de O<sup>+</sup>, O<sup>++</sup>, N<sup>+</sup>, S<sup>+</sup>, S<sup>++</sup>, Ne<sup>++</sup>, Ar<sup>++</sup>, Ar<sup>+3</sup>, Cl<sup>++</sup> y Cl<sup>+3</sup> obtenidas mediante CELs. Usamos las temperaturas y densidades electrónicas para los iones de alto y bajo potencial de ionización siguiendo el esquema a dos zonas explicado con anterioridad. Los errores tienen en cuenta las incertidumbres en las intensidades de las líneas respecto a H $\beta$  y en temperaturas y densidades electrónicas.

Las abundancias de Fe<sup>++</sup> se han determinado empleando 6 ó 7 líneas de [Fe III] (no afectadas por contaminación de otras líneas cercanas y con errores inferiores al

 $\mathrm{X}^{\mathrm{m}}/\mathrm{H}^{+}$ (A) HII-2 (D) UV-2 (B) HII-1 (C) UV-1  $t^2 \!=\! 0.00$  $t^2 = 0.072$  $t^2 \!=\! 0.00$  $t^2 = 0.050$  $t^2 \!=\! 0.00$  $t^2 = 0.061$  $t^2 = 0.00$  $\pm 0.027$  $\pm 0.035$  $\pm 0.024$  $N^+$  $6.62 \pm 0.04$  $6.81 \pm 0.10$  $6.55 \pm 0.04$  $6.67 \pm 0.12$  $6.30 \pm 0.05$  $6.48 \pm 0.10$  $6.61\,\pm\,0.06$  $O^+$  $7.59 \pm 0.06$  $7.80 \pm 0.11$  $7.58 \pm 0.05$  $7.72 \pm 0.12$  $7.81 \pm 0.06$  $8.01 \pm 0.11$  $8.11 \pm 0.08$ 0++  $7.56 \begin{array}{r} +0.16 \\ -0.13 \\ +0.18 \end{array}$  $8.05 \pm 0.03$ 8.34 +  $8.07\,\pm\,0.03$  $8.10\,\pm\,0.03$  $8.39 \pm 0.14$  $7.87 \pm 0.05$  $\begin{array}{r} 8.34 \\ -0.12 \\ 7.65 \\ -0.14 \end{array}$  $_{\rm Ne^{++}}$  $7.67 \ {}^{+0.17}_{-0.15}$  $7.34 \pm 0.05$  $7.36 \pm 0.05$  $7.36 \pm 0.05$  $5.76 \stackrel{-0.15}{+0.12}$  $7.15 \pm 0.09$  $S^+$  $5.70 \pm 0.05$  $5.89\,\pm\,0.10$  $5.64\,\pm\,0.05$  $5.75\,\pm\,0.05$  $5.93 \pm 0.09$  $6.15 \pm 0.07$  $6.64 \stackrel{+0.10}{+0.18}$  $s^{++}$  $6.76 \ _{-0.14}^{+0.17}$  $6.45 \pm 0.05$  $6.77 \pm 0.16$  $6.44 \pm 0.05$  $6.45\,\pm\,0.05$  $6.35 \pm 0.07$  $Cl^+$  $\substack{4.24:\\4.67\ +0.16\\-0.14}$  $4.14: \\ 4.51 \begin{array}{c} +0.17 \\ -0.14 \end{array}$ 4.07: 4.03: Cl++  $4.77 \begin{array}{r} +0.16 \\ -0.13 \end{array}$  $4.39 \pm 0.08$  $4.33 \pm 0.06$  $4.50 \pm 0.07$  $4.19 \pm 0.25$  $\mathrm{Cl}^{3+}$  $4.00 \pm 0.14$  $4.00 \pm 0.15$  $6.06 \stackrel{+0.14}{-0.12}$  $3.73 \pm 0.16$  $3.85 \pm 0.09$  $3.30 \pm 0.17$  $3.53 \pm 0.20$  $Ar^{++}$  $5.93 \pm 0.04$  $5.90\,\pm\,0.04$  $5.92 \pm 0.04$  $6.16 \pm 0.13$  $5.81 \pm 0.07$  $5.19 \stackrel{-0.12}{+0.17}$  $Ar^{3+}$  $4.34 \pm 0.11$  $4.63 \ _{-0.16}^{+0.18}$  $5.00 \pm 0.05$  $4.88 \pm 0.06$  $5.18 \pm 0.15$ 0.15  $Fe^+$ 4.70: $5.67 \stackrel{+0.18}{-0.16}$ 4.53: 4.71:4.58:4.62: 4.794 96.  $5.71 \substack{+0.18 \\ -0.16}$  $\mathrm{Fe}^{++}$  $5.53\,\pm\,0.08$  $5.83 \pm 0.16$  $5.48\,\pm\,0.08$  $5.42 \pm 0.11$  $5.89 + 0.11 \\ -0.13$  $\log(\frac{N^+}{O^+})$  $-0.97 \pm 0.07 \quad -0.99 \pm 0.14 \quad -1.02 \pm 0.07 \quad -1.05 \pm 0.16 \quad -1.51 \pm 0.07 \quad -1.53 \pm 0.14 \quad -1.51 \pm 0.10$ 

TABLA 9.5: Abundancias iónicas a partir de CELS, en unidades de  $12 + \log(X^m/H^+)$ .

30%) excepto en la región D donde sólo se tenían 3 líneas útiles. Hemos detectado varias líneas de [FeII] pero están seriamente afectadas por fluorescencia (Rodríguez 1999; Verner et al. 2000). La línea [FeII]  $\lambda$ 8617 es casi insensible a estos efectos, pero no pudo medirse al encontrarse en uno de los huecos del mosaico de CCDs. Así, hemos empleado la linea de [FeII]  $\lambda$ 7155, que tampoco parece estar afectada por efectos de fluorescencia (Rodríguez 1996), para determinar las abundancias de Fe<sup>+</sup> suponiendo  $I(7155)/I(8617) \sim 1$  (Rodríguez 1996) y usando los cálculos de Bautista y Pradhan (1996). Los resultados obtenidos implican bajas cantidades de Fe<sup>+</sup> (ver Tabla 9.5). Dada la debilidad de la línea [FeII]  $\lambda$ 7155 y la suposición adoptada, los valores de la abundancia de Fe<sup>+</sup> son sólo aproximadas y no se usarán en la determinación de la abundancia total de hierro.

Hemos detectado líneas de [Cl II] en dos de las zonas observadas. Sin embargo, el cociente Cl<sup>+</sup>/H<sup>+</sup> no se puede determinar a partir de tareas en NEBULAR porque no se incluyen los datos atómicos de este ion. En su lugar, se ha empleado una versión antigua del programa de cinco niveles de Shaw y Dufour (1995) descrita en de Robertis et al. (1987), que usa los datos atómicos de Cl<sup>+</sup> proporcionados por Mendoza (1983). No obstante, estos valores son also inciertos (Shaw 2003, comunicación privada), por lo que el cociente Cl<sup>+</sup>/H<sup>+</sup> debe interpretarse sólo como aproximado.

#### 9.5.3 Abundancias iónicas con RLs

Uno de los principales logros de este trabajo ha sido la medida de RLs de iones de elementos pesados en NGC 5253, la primera galaxia *starburst* enana en la que esta clase de líneas se han detectado sin ambigüedad. Tres de las cuatro regiones analizadas presentan RLs; estas líneas pertenecen al multiplete 1 de OII (ver Figu-



FIGURA 9.8: Sección de los espectros de las regiones A, B y C de NGC 5253 mostrando las líneas del multiplete 1 de O II y el WR *bump*. Notamos la línea de emisión ancha de N III  $\lambda$ 4641 mezclada con las lineas de emisión de O II  $\lambda\lambda$ 4639,4642 en las regiones A y B, pero ausente en la región C. La línea ancha de N III  $\lambda$ 4634 parece observarse en la región A.

ra 9.8) y CII  $\lambda$ 4267 (ver Figura 9.9). Todas estas líneas se producen únicamente por recombinación (ver §3.15) y sus temperaturas dependen sólo débilemente de la densidad y temperatura electrónicas.

Hemos calculado las abundancias adoptando los valores de  $n_e$  y  $T_e$ (alta) dados en la Tabla 9.3 para cada zona. Los datos atómicos empleados y la metodología para el cálculo de abundancias a partir de RLs se describen en §3.15 y en García-Rojas et al. (2004). Las líneas del multiplete 1 de OII no están en LTE para densidades  $n_e < 10000 \text{ cm}^{-3}$  (Ruiz et al. 2003). Hemos empleado las prescripciones dadas por Peimbert et al. (2005) para calcular las correcciones apropiadas para las abundancias obtenidas a partir de líneas individuales de OII. Estas abundancias corregidas muestran un acuerdo muy bueno con las obtenidas usando la suma de las intensidades de todas las líneas del multiplete, que no está afectado por efectos no-LTE. En la Tabla 9.6 mostramos los cocientes de O<sup>++</sup>/H<sup>+</sup> y C<sup>++</sup>/H<sup>+</sup> obtenidos a partir de RLs al igual que la corrección por efectos no-LTE y los valores correspondientes a la suma de las líneas de OII. En esta tabla también comparamos con los mismos cocientes obtenidos a partir de CELS. En el caso del cociente C<sup>++</sup>/H<sup>+</sup> hemos comparado nuestras determinaciones encontradas con RLs con aquellas obtenidas por

|   | (A)        | HII-2               | (B) HII-1  |                      | (C) UV 1   |                      |  |
|---|------------|---------------------|------------|----------------------|------------|----------------------|--|
|   | LTE        | NLTE                | LTE        | NLTE                 | LTE        | NLTE                 |  |
| Ο II λ4638.86                                 | 38:        | 20:                 |            |                      | 47:        | 24:                  |  |
| O II $\lambda 4641.81$                        | 23:        | 27:                 |            |                      | $21~\pm~7$ | $25 \pm 8$           |  |
| O II $\lambda 4649.13$                        | $12 \pm 4$ | $25 \pm 8$          | $12 \pm 4$ | $25 \pm 8$           | $12 \pm 4$ | $29 \pm 9$           |  |
| O II $\lambda 4650.84$                        | 34:        | 16:                 | 36:        | 17:                  | 42:        | 18:                  |  |
| O II $\lambda$ 4661.63                        | 21:        | 12:                 | 20:        | 12:                  | 47:        | 26:                  |  |
| Valor suma (todas las líneas)                 | 20         | 22                  | 17         | 20                   | 24         | 25                   |  |
| Valor adoptado de $O^{++}/H^+$                | $20 \pm 8$ |                     | 18         | $18 \pm 7$           |            | $24\pm10$            |  |
| $12 + \log(O^{++}/H^{+})$ (RLs)               | 8.30       | $\pm 0.15$          | 8.26       | $\pm 0.15$           | 8.38       | $\pm 0.15$           |  |
| $12 + \log(O^{++}/H^{+})$ (CELs)              | 8.05       | $\pm 0.03$          | 8.07       | $\pm 0.03$           | 8.10       | $\pm 0.03$           |  |
| C II λ4267.15                                 | 6          | $\pm 2$             |            | 5:                   | 6          | $\pm 3$              |  |
| $12 + \log(C^{++}/H^{+})$ (RLs)               | 7.82       | $^{+0.14}_{-0.22}$  | 7          | 7.75:                | 7.8        | $1^{+0.15}_{-0.23}$  |  |
| $12 + \log(C^{++}/H^{+})$ (CELs) <sup>b</sup> | 7.41       | $+0.16 \\ -0.18$    | 7.43       | $\pm 0.17$           | 7.48       | $\pm 0.23$           |  |
| $\log(C^{++}/O^{++})$ (RLs)                   | -0.4       | $8^{+0.37}_{-0.41}$ | _          | 0.51:                | -0.5       | $57^{+0.33}_{-0.36}$ |  |
| $\log(C^{++}/O^{++})$ (CELs) <sup>b</sup>     | -0.6       | $2^{+0.41}_{-0.20}$ | -0.6       | $54^{+0.16}_{-0.18}$ | -0.5       | $59_{-0.26}^{-0.36}$ |  |

TABLA 9.6:- Abundancias de  $O^{++}$  and  $C^{++}$  a partir de RLs, en unidades de  $10^{-5}$ .

<sup>b</sup>Valor obtenido con CELs en UV (Kobulnicky et al. 1997).

Kobulnicky et al. (1997) a partir de CELs en UV en las mismas zonas pero con una apertura ligeramente inferior (una apertura circular de 0.86" de diámetro en el caso de las observaciones Fos en HST obtenidas por Kobulnicky et al. y una apertura cuadrada de  $1.5 \times 1.5$  arcsec<sup>2</sup> en nuestro caso). Consistentemente con el resultado encontrado con O<sup>++</sup>/H<sup>+</sup>, los cocientes C<sup>++</sup>/H<sup>+</sup> determinados a partir de RLs son sistemáticamente mayores que los obtenidos a partir de CELs.

## 9.6 Discrepancia de abundancias y fluctuaciones de temperatura

Como se puede ver en la Tabla 9.6, la discrepancia entre las abundancias iónicas obtenidas con RLs y CELs son entre 0.1 y 0.28 dex en el caso de O<sup>++</sup>/H<sup>+</sup> y entre 0.30 y 0.40 dex para C<sup>++</sup>/H<sup>+</sup>. Se han encontrado valores muy similares para otras regiones H II Galácticas y extragalácticas. Como vimos en §3.16, Torres-Peimbert et al. (1980) propusieron que la discrepancia de abundancias podría estar relacionada con la presencia de fluctuaciones espaciales de temperatura por la diferente dependencia en  $T_e$  de la emisividad de RLs y CELs. Mostramos en la Tabla 9.7 dos determinaciones distintas del parámetro  $t^2$  y el valor final adoptado. Las dos filas superiores muestran los parámetros  $t^2$  que hacen que las abundancias de O<sup>++</sup> y C<sup>++</sup> obtenidas con RLs y CELs coincidan [designado como O<sup>++</sup>(C/R) y C<sup>++</sup>(C/R) en la tabla]. Podemos ver que estos dos valores de  $t^2$  son consistentes dentro de los

| Método         |                                | $t^2$                |                                |
|----------------|--------------------------------|----------------------|--------------------------------|
|                | (A) HII-2                      | (B) HII-1            | (C) UV-1                       |
| $O^{++}$ (R/C) | $0.064 \\ \pm 0.035$           | $0.050 \\ \pm 0.035$ | $0.060 \\ \pm 0.030$           |
| $C^{++}$ (R/C) | 0.084 + 0.027                  | 0.073                | 0.062 + 0.027                  |
| Adoptado       | $-0.049 \\ 0.072 \\ \pm 0.027$ | $0.050 \\ \pm 0.035$ | -0.052<br>0.061<br>$\pm 0.024$ |



TABLA 9.7: Parámetro  $t^2$  en las regiones analizadas en NGC 5253.

FIGURA 9.9: Sección del espectro de la región A de NGC 5253 mostrando la línea de emisión de CII  $\lambda$ 4267.

errores para todas las zonas. Desgraciadamente,  $C^{++}/H^+$  no está bien determinada en la región B, aunque el valor de  $t^2$  asociado no es discordante con el obtenido con  $O^{++}(C/R)$ . El valor final estimado de  $t^2$  es una media pesada de las determinaciones individuales de cada zona.

## 9.7 Abundancias totales

Hemos determinado las abundancias totales para He, C, N, O, Ne, S, Cl, Ar e Fe, como se muestra en la Tabla 9.8, usando las abundancias iónicas estimadas previamente (para detalles, consultar §3.14.1). Al no detectar la línea nebular de He II  $\lambda$ 4686 en nuestros espectros la contribución de He<sup>++</sup> y O<sup>3+</sup> es despreciable, por lo que podemos usar la relación O/H = O<sup>+</sup>/H<sup>+</sup> + O<sup>++</sup>/H<sup>+</sup> para calcular la abundancia de oxígeno total. Para el resto de objetos hemos adoptado varios factores de corrección por ionización (ICFs) para corregir por estados de ionización no observados.

Para el carbono hemos adoptado el ICF determinado a partir de los modelos de fotoionización de Garnett et al. (1999). Esta corrección parece ser apropiada dado el alto grado de ionización de las tres regiones donde se detecta la línea de CII.

En el caso del neón hemos aplicado el ICF clásico propuesto por Peimbert y Costero (1969), que supone que la estructura de ionización de Ne es similar a la de O. Esta es una aproximación muy buena dado el alto grado de ionización de los objetos, por lo que se espera una fracción pequeña de Ne<sup>+</sup>. Usando espectros-copía NIR en la banda N, Martín-Hernández, Schaerer y Sauvage (2005) estimaron  $12 + \log(Ne^+/H^+) = 6.46$  para una zona localizada entre nuestras regiones A y B. Suponiendo esta abundancia de Ne<sup>+</sup>, en A y B obtenemos un ICF de ~1.12, ligeramente inferior al valor de ~1.36 proporcionado por nuestro esquema.

Aunque hemos medido S<sup>+</sup> y S<sup>++</sup> en todas las regiones, es de esperar una contribución significativa de S<sup>3+</sup>. Adoptamos entonces el ICF dado por Stasiñska (1978) (Ecuación 3.58) para el cálculo de la abundancia total de azufre.

Para el cálculo de la abundancia total de argón disponemos de las abundancias de  $Ar^{++}$  y  $Ar^{3+}$ . Encontramos que  $Ar^{++}$  es casi un orden de magnitud superior a  $Ar^{3+}$ , indicando que la mayoría del argón está en la forma de  $Ar^{++}$ . Sin embargo, es de esperar una contribución de  $Ar^+$ . Martín-Hernández, Schaerer y Sauvage (2005) obtuvieron un límite superior de  $Ar^+/Ar^{++} < 0.35$  para la zona entre nuestras regiones A y B. En nuestro caso, hemos empleado el ICF dado por Izotov et al. (1994) (Ecuación 3.62).

En el caso del hierro, hemos medido dos estados de ionización, Fe<sup>+</sup> y Fe<sup>++</sup>, pero es de esperar una contribución importante de Fe<sup>3+</sup>. Además, como la contribución de Fe<sup>+</sup> es pequeña e incierta (ver § 9.5), hemos obtenido la abundancia total de hierro a partir del cociente Fe<sup>++</sup>/H<sup>+</sup> y el ICF proporcionado por Rodríguez y Rubin (2005) (Ecuación 3.67).

Hemos medido líneas de todos los posibles estados de ionización del cloro en las regiones A y B. De todas formas, como podemos ver en la Tabla 9.5, el estado de ionización dominante es  $CI^{++}$  y la contribución de  $CI^{+}$  es pequeña, al menos para las regiones de alto grado de ionización A, B y C. Así, hemos despreciado la contribución de este ion en la zona C. Sin embargo, la baja ionización observada en D recomienda tener en cuenta la fracción de  $CI^{+}$ , por lo que hemos empleado la relación dada por Peimbert y Torres-Peimbert (1977) (Ecuación 3.65).

Como comentamos anteriormente, algunos trabajos previos han encontrado un enriquecimiento destacado de nitrógeno, y quizás también de helio (Campbell et al. 1986) en algunas zonas de NGC 5253. Así, hemos determinado la abundancia de estos dos elementos con especial cuidado. Para el helio, vimos que la ausencia de la línea de He II  $\lambda$ 4686 indica que He<sup>++</sup> no es importante, sin embargo, debemos incluir la corrección por la presencia de helio neutro dentro de la nebulosa. En cualquier caso, el alto grado de ionización de las regiones A, B y C implica que la corrección debe ser pequeña. En el caso de la región D, encontramos que la abundancia total de helio es superior a la encontrada en otras regiones. No obstante, esto puede ser un resultado espúreo por varias razones: a) esta zona tiene una relación señal-aruido en su espectro mucho menor, así como menos líneas de HeI y b) su grado de ionización es menor y, comparativamente, el ICF del helio es más incierto. Por todo lo anterior, no consideraremos el cociente de He/H de la región D en nuestra discusión. Por comparación, hemos usado los modelos de fotoionización de Stasinska (1990) para estimar el ICF del helio en las regiones A, B y C, encontrando que los modelos apropiados en estas regiones (modelos C2C1 y C2D1) proporcionan valores muy pequeños del ICF ( $\sim 1.02$ ).

En la Tabla 9.8 incluimos las estimaciones de la abundancia de nitrógeno siguiendo tres ICFs distintos. La primera fila incluye los valores suponiendo el factor de ICF estándar dado por Peimbert y Costero (1969), N/O = N<sup>+</sup>/O<sup>+</sup> (Ecuación 3.54), que es una aproximación razonablemente buena para el grado de excitación de las regiones observadas en NGC 5253. La segunda fila incluye las abundancias totales obtenidas empleando el formalismo de Mathis y Rosa (1991), (Ecuación 3.55), que

| X <sup>m</sup> /H <sup>+</sup>  | (A)  | HII-2  | (B)  | HII-1  | (C)   | UV-1  | (D) UV-2   |
|---|--|--|--|--|---|---|--|
|   | $t^2 = 0.00$   | $t^2 = 0.072 \pm 0.027$  | $t^2 = 0.00$   | $t^2 = 0.050 \pm 0.035$  | $t^2 = 0.00$  | $t^2 = 0.061 \pm 0.024$   | $t^2 = 0.00$   |
| $\begin{array}{c} He^a \\ He^b \\ C \\ N^c \\ N^c \\ Of \\ Og \\ Ne \\ S \\ Cl^h \\ Cl^i \\ Ar \end{array}$ | $\begin{array}{c} 10.97 \pm 0.02 \\ 10.92 \\ 7.92 \pm 0.15 \\ 7.21 \pm 0.07 \\ 7.27 \pm 0.06 \\ 7.32 \\ 8.18 \pm 0.04 \\ 8.42 \pm 0.13 \\ 7.47 \pm 0.06 \\ 6.60 \pm 0.07 \\ 4.62 \pm 0.08 \\ 4.53 \pm 0.07 \\ 5.99 \pm 0.04 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 10.95 \pm 0.02 \\ 10.92 \\ 7.92 \pm 0.15 \\ 7.47 \pm 0.17 \\ 7.54 \pm 0.14 \\ 7.61 \\ 8.45 \pm 0.12 \\ 8.42 \pm 0.13 \\ 7.76 \pm 0.20 \\ 6.91 \pm 0.15 \\ 4.86 \pm 0.13 \\ 4.79 \pm 0.10 \\ 6.24 \pm 0.10 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 10.95 \pm 0.01 \\ 10.91 \\ 7.84: \\ 7.16 \pm 0.07 \\ 7.23 \pm 0.06 \\ 7.25 \\ 8.19 \pm 0.04 \\ 8.37 \pm 0.10 \\ 7.49 \pm 0.06 \\ 6.59 \pm 0.05 \\ 4.59 \pm 0.07 \\ 4.49 \pm 0.06 \\ 5.97 \pm 0.04 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 10.94 \pm 0.02 \\ 10.91 \\ 7.84; \\ 7.33 \pm 0.18 \\ 7.40 \pm 0.15 \\ 7.50 \\ 8.37 \pm 0.13 \\ 8.37 \pm 0.10 \\ 7.67 \pm 0.22 \\ 6.79 \pm 0.13 \\ 4.75 \pm 0.13 \\ 4.66 \pm 0.12 \\ 6.14 \pm 0.12 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 10.93 \pm 0.02 \\ 10.87 \\ 7.92 \pm 0.16 \\ 6.77 \pm 0.08 \\ 6.83 \pm 0.07 \\ 6.93 \\ 8.28 \pm 0.04 \\ 8.53 \pm 0.09 \\ 7.54 \pm 0.07 \\ 6.58 \pm 0.05 \\ \ldots \\ 4.59 \pm 0.08 \\ 5.98 \pm 0.04 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 10.91 \pm 0.02 \\ 10.87 \\ 7.92 \pm 0.16 \\ 7.01 \pm 0.17 \\ 7.08 \pm 0.15 \\ 7.25 \\ 8.54 \pm 0.11 \\ 8.53 \pm 0.09 \\ 7.82 \pm 0.20 \\ 6.88 \pm 0.12 \\ \ldots \\ 4.85 \pm 0.14 \\ 6.21 \pm 0.12 \end{array}$ | $\begin{array}{c} 11.08 \pm 0.06 \\ 10.88 \\ \dots \\ 6.81 \pm 0.11 \\ 6.82 \pm 0.07 \\ 6.88 \\ 8.31 \pm 0.07 \\ \dots \\ 7.61 \pm 0.09 \\ 6.57 \pm 0.07 \\ \dots \\ \dots \\ 6.01 \pm 0.07 \end{array}$ |
| Fe  | $6.08 \pm 0.11$  | $6.43 \pm 0.23$  | $6.01 \pm 0.11$  | $6.23 \pm 0.27$  | $5.82 \pm 0.14$   | $6.17 \pm 0.25$   | $6.06 \pm 0.15$  |
| $\log(X/O)$   |  |  |  |  |   |   |  |
| C/O<br>$N/O^{j}$<br>S/O<br>Ne/O<br>$Cl/O^{k}$<br>Ar/O<br>Fe/O   | $\begin{array}{c}\\ -0.91 \pm 0.07\\ -1.58 \pm 0.08\\ -0.71 \pm 0.08\\ -3.65 \pm 0.08\\ -2.19 \pm 0.07\\ -2.10 \pm 0.12 \end{array}$   | $\begin{array}{c} -0.53 \pm 0.18 \\ -0.91 \pm 0.18 \\ -1.54 \pm 0.18 \\ -0.69 \pm 0.22 \\ -3.66 \pm 0.15 \\ -2.21 \pm 0.15 \\ -2.02 \pm 0.25 \end{array}$  | $\begin{array}{c} -1.02 \pm 0.07 \\ -1.60 \pm 0.08 \\ -0.70 \pm 0.08 \\ -3.70 \pm 0.08 \\ -2.21 \pm 0.07 \\ -2.18 \pm 0.11 \end{array}$  | $\begin{array}{c} -0.53;\\ -0.97 \pm 0.19\\ -1.58 \pm 0.17\\ -0.70 \pm 0.24\\ -3.71 \pm 0.17\\ -2.23 \pm 0.17\\ -2.14 \pm 0.29\end{array}$   | $\begin{array}{c} -1.50 \pm 0.08 \\ -1.69 \pm 0.09 \\ -0.74 \pm 0.08 \\ -3.68 \pm 0.09 \\ -2.30 \pm 0.08 \\ -2.46 \pm 0.14 \end{array}$   | $\begin{array}{c} -0.62 \pm 0.19 \\ -1.46 \pm 0.18 \\ -1.66 \pm 0.16 \\ -0.72 \pm 0.22 \\ -3.69 \pm 0.17 \\ -2.33 \pm 0.16 \\ -2.37 \pm 0.26 \end{array}$   | $\begin{array}{c}\\ -1.49 \pm 0.10\\ -1.74 \pm 0.13\\ -0.70 \pm 0.15\\\\ -2.30 \pm 0.13\\ -2.25 \pm 0.16\end{array}$   |

TABLA 9.8: Abundancias totales, en unidades de  $12 + \log(X^m/H^+)$ , y cocientes de abundancias obtenidas para las regiones analizadas en NGC 5253.

<sup>a</sup>ICF de Peimbert et al. (1992).

<sup>b</sup>ICF de Stasińska (1990).

<sup>c</sup>ICF de Peimbert y Costero (1969). <sup>d</sup>ICF de Mathis y Rosa (1991).

<sup>e</sup>ICF de Moore et al. (2004).

<sup>f</sup>Basado en abundancias iónicas usando CELS.

 ${}^{g}O^{++}/H^{+}$  de RLs y O<sup>+</sup>/H<sup>+</sup> de CELs y t<sup>2</sup>.  ${}^{h}Cl/H = Cl^{+}/H^{+} + Cl^{++}/H^{+} + Cl^{+3}/H^{+}$ .  ${}^{i}ICF$  de Peimbert y Torres-Peimbert (1977).

<sup>j</sup>Suponiendo ICF(N) de Mathis y Rosa (1991).

<sup>k</sup>Suponiendo ICF(Cl) de Peimbert y Torres-Peimbert (1977).

proporciona abundancias entre 0.02 y 0.07 dex mayores que el ICF de Peimbert y Costero. La tercera estimación es la obtenida usando los resultados de los modelos de fotoionización de Moore et al. (2004), que proporciona los valores mayores de N/H, entre 0.08 y 0.16 dex superior a los indicados por Peimbert y Costero.

En la Tabla 9.8 recopilamos las abundancias totales para las cuatro zonas analizadas en NGC 5253 para  $t^2$ =0.00 y el valor de  $t^2$  adoptado para cada objeto y mostrado en la Tabla 9.7. Nuestras abundancias usando CELs y con  $t^2=0$  están en buen acuerdo con determinaciones previas de Walsh y Roy (1989) y Kobulnicky et al. (1997). Confirmamos la diferencia en la abundancia de nitrógeno entre distintas zonas: las regiones A y B muestran mayores cocientes N/H que las regiones C y D. Esta diferencia parece ser real porque no puede explicarse por errores observacionales, no depende del ICF empleado para el nitrógeno y es independiente de suponer o no fluctuaciones de temperatura en el gas ionizado. Por otro lado, el cociente O/H parece ser ligeramente superior en las regiones C y D con respecto a A y B,  $\sim$ 0.10 dex en el caso de CELs y  $\sim$ 0.13 dex en el caso de RLs. Esta diferencia no ha sido observada en trabajos previos, aunque es del orden de las incertidumbres estimadas. También hay una pequeña diferencia en el cociente He/H de las zona A, B y C.

|                           | (A)      | HII-2 | (B)      | HII-1 | (C)      | UV-1  | (D)      | UV-2  |
|---------------------------|----------|-------|----------|-------|----------|-------|----------|-------|
|                           | Estrecha | Ancha | Estrecha | Ancha | Estrecha | Ancha | Estrecha | Ancha |
| [O II] 3726               | 41       | 69    | 74       | 54    | 78       | 101   | 112      | 144   |
| [O II] 3729               | 47       | 75    | 97       | 54    | 99       | 130   | 166      | 204   |
| [O III] 4363              | 4        | 7     | 5        | 7     | 4        | 4     | 3        | 3     |
| Hβ 4861                   | 100      | 100   | 100      | 100   | 100      | 100   | 100      | 100   |
| [O III] 5007              | 507      | 638   | 506      | 623   | 488      | 458   | 333      | 305   |
| $H\alpha$ 6563            | 282      | 282   | 282      | 282   | 282      | 282   | 282      | 282   |
| [N II] 6583               | 24       | 33    | 16       | 30    | 11       | 16    | 18       | 25    |
| [S II] 6716               | 12       | 15    | 13       | 11    | 11       | 25    | 38       | 33    |
| [S II] 6731               | 11       | 14    | 11       | 11    | 10       | 21    | 27       | 29    |
| $C(H\beta)$               | 0.29     | 0.18  | 0.42     | 0.30  | 0.37     | 0.12  | 0.46     | 0.05  |
| $n_{e} (cm - 3)$          | 510      | 610   | 380      | 760   | 380      | 350   | 170      | 320   |
| $T_e(O III)$ (K)          | 11800    | 12100 | 11600    | 12300 | 10800    | 11100 | 11200    | 10800 |
| $T_e(OII)^a(K)$           | 11300    | 11400 | 11100    | 11600 | 10500    | 10800 | 10800    | 10600 |
| $12 + \log(O^{++}/H^{+})$ | 8.14     | 8.09  | 8.04     | 8.06  | 8.13     | 8.05  | 7.91     | 7.92  |
| $\log(O^{++}/O^{+})$      | 0.64     | 0.52  | 0.36     | 0.62  | 0.34     | 0.19  | -0.01    | -0.15 |
| $\log (N^+/O^+)$          | -0.87    | -0.90 | -1.31    | -0.83 | -1.53    | -1.44 | -1.47    | -1.45 |
| $12 + \log(O/H)$          | 8.23     | 8.21  | 8.20     | 8.15  | 8.30     | 8.27  | 8.22     | 8.31  |

TABLA 9.9: Intensidades de líneas [corregidas por enrojecimiento y con respeto a  $I(H\beta)=100$ ], condiciones físicas y abundancias (a partir de CELS) de las componentes de velocidad analizadas en las regiones de NGC 5253.

 $^{\rm a}$ Determinado a partir de  $T_e({\rm O\,{\sc ii}})$ usando la calibración de Garnett (1992).

Si esta diferencia fuese real, se confirmaría el enriquecimiento localizado de helio encontrado por Campbell et al. (1986) en una zona que comprendiera nuestras regiones A y B, pero con diferencias de abundancias mucho menores en nuestro caso.

## 9.8 Análisis adicional de los perfiles de las líneas de emisión

Anteriormente hemos discutido la presencia de diferentes componentes de velocidad en los perfiles de las líneas de emisión de las cuatro zonas estudiadas en NGC 5253. Hemos efectuado un análisis adicional de estas componentes, estudiando sus condiciones físicas y abundancias químicas. Hemos realizado un doble ajuste Gaussiano a los perfiles de las líneas de emisión más importantes usando el software DIPSO de STARLINK (Howarth y Murray 1990). Las líneas seleccionadas son: [OII]  $\lambda\lambda$ 3726, 3729, [OIII]  $\lambda\lambda$ 4363, 5007, H $\beta$ , H $\alpha$ , [NII]  $\lambda\lambda$ 5755, 6583 y [SII]  $\lambda\lambda$ 6716, 6731. En la Tabla 9.9 indicamos las intensidades de las líneas de emisión de las dos componentes en cada región, además del coeficiente de enrojecimiento (determinado a partir del cociente H $\alpha$ /H $\beta$ ), condiciones físicas [ $n_e$ ,  $T_e$ (OIII) y  $T_e$ (OII), que se determinó usando la calibración de Garnett (1992) entre  $T_e$ (OIII) y  $T_e$ (OII)], algunas abundancias iónicas calculadas usando CELS (O<sup>+</sup>, O<sup>++</sup> y N<sup>+</sup>) y los cocientes O/H y N<sup>+</sup>/O<sup>+</sup>. Con la tabla, observamos que la mayoría de los valores son muy similares para la componentes ancha y estrecha de cada zona, y también similares



FIGURA 9.10: Absorciones de CaII K  $\lambda$ 3933 para todas las regiones observadas dentro de NGC 5253. Notar la existencia de varias componentes, especialmente evidentes en las regiones C y D. La longitud de onda ha sido corregida por la velocidad de recesión de NGC 5253. Las dos componentes Galácticas son las situadas a longitudes de onda más corta.

a los valores obtenidos para el perfil integrado de la línea. Sin embargo, hemos encontrado algunas excepciones interesantes. La primera es que el coeficiente de enrojecimiento parece ser menor en la componente ancha de todas las regiones. La segunda es que hay una diferencia significativa en el cociente N<sup>+</sup>/O<sup>+</sup> de la componente ancha y la estrecha en la región B. La componente estrecha tiene un cociente relativamente normal para una galaxia con la misma abundancia de oxígeno, pero la componente ancha muestra una abundancia de nitrógeno mucho mayor. Esto indicaría que la componente ancha contiene el enriquecimiento de nitrógeno localizado. Sin embargo, este comportamiento no es observado en la región A, donde ambas componentes tienen un cociente N/O alto, similar al obtenido con el perfil integrado.

#### 9.9 Líneas de absorción y cinemática estelar

Aunque nuestro análisis de los espectros de NGC 5253 está enfocando principalmente en las líneas de emisión, detectamos también varios rasgos de absorción de

TABLA 9.10: Propiedades de los rasgos de absorción de NGC 5253. Las componentes Galácticas han sido excluidas. Los errores típicos de velocidad son entre 3 y 6 km s<sup>-1</sup>, excepto en aquellas líneas marcadas por ":". Las líneas marcadas con "::" se detectan marginalmente.

| Región    | Línea             | $\lambda_0$ | Componente | W (Å)   | $\rm FWHM~(kms^{-1})$ | $v_{rad}^{\rm a}~({\rm kms^{-1}})$ |
|-----------|-------------------|-------------|------------|---------|-----------------------|------------------------------------|
| A (HII-2) | Ca II K           | 3933.67     | 1          | 0.548   | 191.7                 | +404.2                             |
|           |                   |             | 2          | 0.062   | 18.8                  | +129.1                             |
| B (HII-1) | Ca II K           | 3933.67     | 1          | 0.416   | 141.3                 | +366.9                             |
|           |                   |             | 2          | 0.058   | 20.4                  | +93.3                              |
| C (UV1)   | Ca II K           | 3933.67     | 1          | 0.354   | 63.6                  | +393.5                             |
|           |                   |             | 2          | 0.042   | 12.6                  | +94.7                              |
|           | $Ca II H^{b}$     | 3968.47     | 1          | 0.137:  | 33:                   | +394:                              |
|           |                   |             | 2          | 0.028   | 26:                   | +155:                              |
|           | Mg I              | 5167.32     | 1          | 0.244:: | 47:                   | +399::                             |
|           | Na I D1           | 5889.95     | 1          | 0.125:: | 43:                   | +379::                             |
|           | Na I D2           | 5895.92     | 1          | 0.207:: | 77:                   | +405::                             |
| D (UV2)   | $Ca~II~K^{c}$     | 3933.67     | 1          | 0.264   | 59.6                  | +397.8                             |
| . ,       |                   |             | 2          | 0.055   | 12.6                  | +96.8                              |
|           | $Ca \ II \ H^{b}$ | 3968.47     | 1          | 0.175:  | 48:                   | +397:                              |
|           | Ca II T1          | 8498.02     | 1          | 0.748:  | 98:                   | +393:                              |
|           | Ca II T3          | 8662.14     | 1          | 0.867:  | 103:                  | +387:                              |

<sup>a</sup> Corregido por LSR (ver §5.3.4).

<sup>b</sup> Esta línea es un *blend*.

<sup>c</sup> Esta línea muestra un doble pico.

los que podemos extraer información adicional. Hemos identificado las líneas de absorción de CaII K  $\lambda$ 3933 y H  $\lambda$ 3968, MgI  $\lambda$ 5167, NaI  $\lambda\lambda$ 5890, 5896 y CaII  $\lambda\lambda$ 8498, 8662. Las líneas de absorción más intensas son CaII H, K, que se detectan sin ambigüedad en todas las regiones, como puede observarse en la Figura 9.10. En la Tabla 9.10 indicamos las principales propiedades de las líneas de absorción observadas. Encontramos que las líneas de CaII H, K están separadas en varias componentes cinemáticas (al menos cuatro), pero dos de ellas son absorciones Galácticas porque tienen una velocidad radial heliocéntrica pequeña ( $v_{rad} \sim 0$  y  $\sim 20$  km s<sup>-1</sup>).

Hemos medido las anchuras equivalentes, FWHMs y el centroide de velocidad de las líneas empleando la tarea SPLOT en IRAF (ver Tabla 9.10). Hemos identificado dos componentes cinemáticas en cada línea de CaII (designadas como 1 y 2 en la Tabla 9.10, donde no se han includo las dos componentes Galácticas). La última columna de la tabla indica la velocidad radial,  $v_{rad}$ , de cada línea de absorción. Estas velocidades han sido corregidas por *Local Standard of Rest* (LSR, ver §5.3.4). Por comparación, los valores de velocidad radial empleados para calcular la velocidad de recesión de de la galaxia son +360.8, +360.0, +376.7 y +358.2 km s<sup>-1</sup> para las regiones A, B, C y D, respectivamente. Estos valores se calcularon a partir del centroide de la línea de emisión de H $\beta$  y la correspondiente velocidad radial de gas ionizado. Como podemos observar, hay una componente ancha en absorción (componente 1) cuya velocidad radial es similar a la del gas ionizado en cada región, por lo que puede interpretarse como la contribución de las poblaciones estelares de NGC 5253. También se detecta en todas las regiones una componente más estrecha (componente 2) con velocidad radial  $\sim$ +95 km s<sup>-1</sup>, que podría tener un origen



FIGURA 9.11: Diagrama posición-velocidad de la línea de emisión de H $\alpha$  comparada con la cinemática de la componente estelar determinada a partir de los rasgos de absorción de Ca II K observadas en cada región.

Galáctico porque NGC 5253 se encuentra localizada en el cuarto cuadrante de la Galaxia donde las velocidades radiales del orden de +100 km s<sup>-1</sup> son comunes. Sin embargo, dada la relativamente alta latitud galáctica,  $b \sim +30^{\circ}$ , de NGC 5253 parece improbable que el origen de esta componente de absorción sea provocada por la Vía Láctea. Orígenes alternativos pueden ser una nube de alta velocidad relativamente cercana o una nube intergaláctica localizada a ~1.3 Mpc. Usando la formulación dada por Smoker et al. (2005), encontramos que la densidad columnar de la componente 2 es unas 17 veces más pequeña que la asociada con NGC 5253.

Hemos incluido los datos de la velocidad radial a partir de la línea de absorción de CaII K asociada con NGC 5253 para comparar la cinemática del gas ionizado con la de la componente estelar (ver Figura 9.11). Notamos que las  $v_{rad}$  determinadas con las absorciones de MgI, NaI y el triplete de CaII en las regiones C y D están en buen acuerdo con las encontradas con CaII K. Aunque sólo consideramos cuatro puntos para la construcción del diagrama posición-velocidad de las líneas de absorción, es evidente que el gas y las estrellas están cinemáticamente desacopladas. La componente estelar parece seguir un comportamiento consistente con un patrón de rotación. Sin embargo, el gas ionizado está dominado probablemente por la acción combinada de vientos de estrellas masivas y explosiones de supernova, especialmente en las regiones C y D donde se observan las mayores diferencias. Si estas diferencias de velocidad son consecuencia de *superconchas*, su velocidad relativa con respecto a la velocidad estelar es de ~40-50 km s<sup>-1</sup>. Esta valor concuerda con la velocidad en MGC 5253 por Marlowe et al. (1995).

#### 9.10 Edad de los brotes y población estelar masiva

Aunque como vimos con anterioridad algunos autores han determinado la edad del último brote de formación estelar de NGC 5253, dada la calidad de nuestros espectros

|   |   | e e  |   |   |
|---|---|--|---|---|
|   | (A) HII-2   | (B) HII-1  | (C) UV-1  | (D) UV-2  |
| $F (WR Bump) (10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2})$ $L (WR Bump) (10^{36} \text{ erg s}^{-1})$ Estrellas WNL eq. <sup>a</sup> | $11 \pm 3 \\ 2.25 \pm 0.66 \\ 1.3 \pm 0.4 \\ 251 \pm 0.6$ | $ \begin{array}{r} 10 \pm 2 \\ 2.01 \pm 0.46 \\ 1.2 \pm 0.3 \\ 272 \pm 0.3 \end{array} $ | $65 \pm 18$<br>$13.1 \pm 3.6$<br>$8 \pm 2$<br>$201 \pm 5$ | $1.2 \pm 0.7$<br>$0.24 \pm 0.14$<br>$0.14 \pm 0.08$ |
| $L (H\beta) (10^{30} \text{ erg s}^{-1})$<br>Estrellas O7V <sup>b</sup><br>Edad adoptada (Ma)   | $271 \pm 9 \\ 57 \pm 2 \\ 3.0 \pm 0.1$                    | $272 \pm 8$<br>57 $\pm 2$<br>2.7 $\pm 0.1$   | $204 \pm 7$<br>$43 \pm 1$<br>$4.6 \pm 0.1$                | $51.6 \pm 1.9$<br>$10.8 \pm 0.4$<br>$5.1 \pm 0.1$   |
| $\eta$<br>Estrellas O totales<br>WR/(WR+O)  | ${}^{\sim 1.0}_{59 \pm 2}_{0.023 \pm 0.007}$              | ${}^{\sim 1.1}_{51 \pm 2}_{0.023 \pm 0.006}$   | ${}^{\sim 0.4}_{99~\pm~5}_{0.07~\pm~0.03}$                | ${}^{\sim 0.3}_{36 \pm 2}_{0.004 \pm 0.002}$        |

TABLA 9.11:- Análisis de las poblaciones de estrellas O y WR en NGC 5253.

<sup>a</sup>Suponiendo que 1 estrella WNL tiene  $L(\text{He II }\lambda 4886) = 1.7 \times 10^{36} \text{ erg s}^{-1}$  (Vacca y Conti 1992).

<sup>b</sup>Suponiendo que 1 estrella O7V tiene  $L(H\beta) = 4.76 \times 10^{36} \text{ erg s}^{-1}$ (Vacca y Conti 1992).

hemos empleado la anchura equivalente de H $\alpha$  para obtener una nueva estimación. Hemos comparado la  $W(H\alpha)$  observada con los modelos de síntesis espectral de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999). Consideramos un modelos con metalicidad Z=0.008, la apropiada para NGC 5253, suponiendo un brote instantáneo con una IMF de Salpeter, masa estelar total de  $10^6 M_{\odot}$  y  $100 M_{\odot}$  de límite superior de masa. Recopilamos las edades obtenidas en la Tabla 9.11. Todas las regiones muestran una edad muy joven: mientras las regiones C y D tienen una edad de 5 Ma, las regiones A y B son aún más jóvenes, de unos 3 Ma.

La juventud de la actividad de formación estelar en NGC 5253 sugiere la presencia de estrellas muy masivas en sus brotes más jóvenes. Efectivamente, se observan estrellas WR en esta galaxia *starburst*. En la Figura 9.8 se puede observar el rasgo ancho de emisión de HeII  $\lambda$ 4686 originado en los vientos estelares de las estrellas WR (el WR *bump* azul), presente en las cuatro regiones observadas en NGC 5253. No se pudo estudiar la existencia de la línea de emisión de CIV  $\lambda$ 5808 (el WR *bump* rojo) debido al hueco observacional entre 5783 y 5830 Å. En la Figura 9.8 también observamos la presencia de los rasgos de emisión de NIII  $\lambda$ 4634 y NIII  $\lambda$ 4640, características de las estrellas WNL (Smith et al. 1996).

Hemos empleado los modelos de síntesis evolutivos de Schaerer y Vacca (1998) (ver §4.7.1) para estimar el número de estrellas O y WR en estas regiones. Siguiendo el procedimiento explicado anteriormente, con los datos del flujo del WR *bump* indicados en la Tabla 9.11 (suponiendo que proviene básicamente de la línea de He II  $\lambda$ 4686) y considerando una distancia de 3.3 Mpc para NGC 5253, determinamos el número de estrellas WNL equivalentes, que es muy pequeño en todas las regiones. De hecho, en las regiones A y B sólo necesitaríamos 1 estrella WNL para explicar el rasgo WR observado. El número de estrellas O puede determinarse a partir de la luminosidad de H $\beta$ , pero debe corregirse el flujo ionizante tanto por la contribución de estrellas WR como de otras estrellas O<sup>2</sup>. Usando la Ecuación 4.12, determinamos finalmente el número total de estrellas O y el cociente WR/(WR+O), cantidades que se muestran en la Tabla 9.11 para cada zona.

 $<sup>^2 \</sup>text{De}$ ahí el parámetro $\eta \equiv \! \text{O7V/O}$  definido por Schaerer y Vacca (1998) y que depende de la edad del brote, ver §4.7.1.



FIGURA 9.12: (*Izquierda*)  $F(\text{He II }\lambda4686)$  frente a  $W(\text{H}\beta)$  para los modelos de Schaerer y Vacca (1998) comparados con nuestros resultados de las regiones de NGC 5253. (*Derecha*) WR/(WR+O) frente a  $W(\text{H}\beta)$  para los modelos de Schaerer y Vacca (1998) comparados con nuestros cocientes observacionales.

Hemos comparado estos resultados con las predicciones de los modelos de Schaerer y Vacca (1998). En la Figura 9.12 (izquierda) representamos el flujo de la línea de emisión de HeII  $\lambda$ 4686 frente a la anchura equivalente de H $\beta$  para los modelos con Z=0.008 y 0.004. La metalicidad de las regiones analizadas en NGC 5253 es Z ~0.006 (regiones A y B) y ~0.008 (para C y D). Los modelos suponen un brote instantáneo con una IMF de Salpeter con límites de masa de  $M_{low} = 0.8M_{\odot}$  y  $M_{up} = 120M_{\odot}$ . Encontramos una correspondencia muy buena entre nuestros valores observados y los predichos. En la Figura 9.12 (derecha) mostramos el cociente WR/(WR+O) frente a  $W(H\beta)$  para los mismo modelos; de nuevo encontramos una buena correspondencia.

#### 9.11 El enriquecimiento localizado de nitrógeno

Como ya se comentó, algunos autores han informado de un enriquecimiento localizado de nitrógeno en las regiones A y B. Walsh y Roy (1989) y Kobulnicky et al. (1997) propusieron que este aumento era consecuencia de la contaminación de los vientos de estrellas masivas. La extrema juventud del brote más reciente de formación estelar en NGC 5253 y la presencia de estrellas WR en él parece favorecer este escenario. Sin embargo, Kobulnicky et al. (1997) ya comentaban que la dificultad de esta hipótesis era la aparente ausencia del enriquecimiento de helio esperado en las zonas donde el cociente N/H es elevado. Este hecho está en contradicción con nuestro conocimiento teórico y observacional sobre la nucleosíntesis en estrellas masivas. En este sentido, el ligero aumento del cociente He/H que detectamos en las regiones A y B con respecto a la región C puede ayudar a solucionar la contradicción. Sin embargo, se debe tener en cuenta que la detección de una modesta contaminación de helio es difícil debido a varias razones: a) la abundancia inicial de este elemento es muy superior a la del nitrógeno, por lo que el enriquecimiento relativo

| Contribución de los vientos estelares <sup>a</sup> |               |             |                   |                       |                   |                              |  |  |
|--|---------------|-------------|-------------------|-----------------------|-------------------|------------------------------|--|--|
|  | WR Galácticas |             |                   |                       |                   |                              |  |  |
| Yield estelar                                      | $(t^2=0)$     | $(t^2 > 0)$ | $(v_{\rm rot}=0)$ | $(v_{\rm rot} = 300)$ | $(v_{\rm rot}=0)$ | Nebulosa anular <sup>b</sup> |  |  |
| $mp_N$   | 0.03          | 0.04        | 0.002             | 0.026                 | 0.015             | 0.002 - 0.02                 |  |  |
| $mp_{He}$  | 5             | 7           | 0.2               | 4.1                   | 2.1               | 0.2 - 3.6                    |  |  |
| $mp_{\rm He}/mp_{\rm N}$                           | 167           | 175         | 100               | 158                   | 140               | 90 - 180                     |  |  |

TABLA 9.12: Comparación de los *yields* estelares empíricos y teóricos, en masas solares.

<sup>a</sup> Suponiendo  $Z/Z_{\odot}=0.2$  y diferentes velocidades de rotación estelar inicial (en km s<sup>-1</sup>) (Meynet y Maeder 2002). <sup>b</sup> Yields empíricos determinados para una muestra de nebulosas anulares Galácticas alrededor de estrellas WN (Esteban et al. 1992).

debe ser importante para que sea detectado sin ambigüedad; y b) la incertidumbre introducida por el ICF empleado para corregir por la presencia de helio neutro.

Nuestros datos espectroscópicos incluyen más líneas de HeI que las proporcionadas en trabajos previos, además tienen una señal-a-ruido mucho más alta y hemos empleado un método más detallado para el cálculo de la abundancia de He<sup>+</sup>. Por ejemplo, Kobulnicky et al. (1997) usan sólo la línea de HeI  $\lambda$ 5876 para determinar el cociente He<sup>+</sup>/H<sup>+</sup>. La intensidad de dicha línea puede verse afectada por efectos de colisiones y transferencia de radiación, y los cálculos involucrados para corregir estos efectos se han mejorado desde el artículo de Kobulnicky et al. (1997). En cualquier caso, el posible enriquecimiento de helio que detectamos es sólo marginal considerando las incertidumbres, por lo que nuestro resultado no puede ser definitivo.

Hemos realizado una estimación aproximada de la masa de helio y nitrógeno recién creado (stellar yield) necesaria para producir las sobreabundancias observadas en las regiones A y B. Hemos reproducido los cálculos de Kobulnicky et al. (1997) para obtener la masa total ionizada en las regiones A y B, suponiendo el mismo tamaño angular y factor de llenado, pero considerando una distancia de 3.3 Mpc en lugar de 4.1 Mpc (la asumida por esos autores). En la Tabla 9.12 mostramos los valores que obtenemos tanto si consideramos fluctuaciones de temperatura como si no las tenemos en cuenta, aunque la diferencia es casi irrelevante. Hemos considerado la media de las abundancias de He y N de las regiones A y B, y los yields se han calculado con respecto a las abundancias de estos elementos en la región C. Así, hemos supuesto que la abundancia inicial de NGC 5253 como la medida en la región C y que las zonas A y B han sufrido un incremento localizado y muy reciente en sus cocientes He/H y N/H. En la Tabla 9.12 hemos comparado nuestros yields estelares empíricos con los obtenidos por los modelos de evolución estelar de Meynet y Maeder (2002) que incluyen rotación. Con la tabla, puede verse que la contribución de unas pocas estrellas masivas evolucionadas (WR) es suficiente para producir la contaminación observada, en acuerdo con el bajo número de estrellas WNL estimadas en las regiones A y B a partir del flujo del WR bump azul (ver sección anterior). La comparación con los yields empíricos determinados por Esteban et al. (1992) para nebulosas anulares asociadas a estrellas WR Galácticas proporciona una consistencia adicional a la hipótesis de la contaminación por vientos de estrellas WR. En particular, la similitud de los cocientes de los *yields* estelares de He y N estimados para NGC 5253 y otros objetos mostrados en la Tabla 9.12 es el aspecto más destacado de dicha tabla. Este cociente es independiente de los inciertos supuestos considerados para determinar los *yields* empíricos de elementos individuales.

Como comentamos con anterioridad y se puede ver en la Tabla 9.8, el cociente de O/H en la región C es marginalmente mayor que en las regiones A y B (aunque los valores podrían considerarse como similares teniendo en cuenta los errores). Es interesante notar que las nebulosas de expulsión estelar alrededor de estrellas WR (Esteban et al. 1992) y estrellas variables luminosas azules (LBV) (Smith et al. 1997; Lamers et al. 2001) muestran una deficiencia sustancial de oxígeno en su contenido químico. Este hecho también es consistente con el escenario de contaminación por estrellas masivas evolucionadas.

La presencia del enriquecimiento químico localizado en el starburst más joven de NGC 5253 indica que la escala de tiempo del proceso ha tenido que ser muy corta, algo ya sugerido por Pustilnik et al. (2004). La similitud del patrón de enriquecimiento observado en esta galaxia con la de otras nebulosas anulares WR Galácticas (con tiempos de vida estimados del orden de  $10^4-10^5$  años, ver Esteban et al. 1992) es una evidencia adicional en la misma dirección. El escenario más probable es que el proceso de contaminación se produce por la expulsión de las capas externas estelares químicamente enriquecidas que son fotoionizadas por las estrellas masivas circundantes. Este es, por ejemplo, el mecanismo de formación de nebulosas en torno a LBVs, que muestran un aumento de N similar (Smith et al. 1997; Lamers et al. 2001). De hecho, Lamers et al. (2001) propusieron que las nebulosas en torno a LBvs se expulsan durante la fase de supergigante azul de la estrella progenitora y que el enriquecimiento químico es debido a la mezcla inducida por la rotación. Por otro lado, la contaminación observada es bastante improbable que sea producida por material de viento estelar confinado dentro de una burbuja caliente. En este caso, la escala de tiempo del mezclado sería mucho mayor, del orden de  $\sim$ 100 Ma (Tenorio-Tagle 1996) porque debería bajar la temperatura a la del gas ionizado.

# 9.12 Comparación de la discrepancia de abundancias con otras regiones H II.

Es muy interesante resaltar el hecho de que la discrepancia entre las abundancias obtenidas usando CELS y RLS en NGC 5253 es muy similar a la encontrada en otras regiones H II Galácticas y extragalácticas. Se suele definir el factor ADF como la diferencia entre la abundancia determinada con RLS y la encontrada con CELS. En la Tabla 9.13 mostramos los valores del ADF determinados para una muestra de regiones H II galácticas y extragalácticas, muy distintas entre sí e incluyendo NGC 5253, su cociente O/H, el tipo morfológico y la magnitud absoluta de la galaxia

|             |            | Galaxia   |         | $R_G^{a}$ |           | $ADF(O^{++})^{c}$ | $ADF(C^{++})^d$     |                                   |
|-------------|------------|-----------|---------|-----------|-----------|-------------------|---------------------|-----------------------------------|
| Objeto      | Galaxia    | Tipo      | $M_{V}$ | (kpc)     | $O/H^{b}$ | (dex)             | (dex)               | $\operatorname{Ref}^{\mathbf{e}}$ |
| M 16        | Vía Láctea | Espiral   | -20.9   | 6.34      | 8.56      | 0.45              |                     | 1                                 |
| M 8         |            |           |         | 6.41      | 8.51      | 0.37              | 0.35                | 2                                 |
| M 17        |            |           |         | 6.75      | 8.52      | 0.27              |                     | 2                                 |
|             |            |           |         |           | 8.56      | 0.32              |                     | 3                                 |
| M 20        |            |           |         | 7.19      | 8.53      | 0.33              |                     | 1                                 |
| NGC 3576    |            |           |         | 7.46      | 8.56      | 0.24              |                     | 4                                 |
|             |            |           |         |           | 8.52      | 0.32              |                     | 3                                 |
| Neb. Orión  |            |           |         | 8.40      | 8.51      | 0.14              | 0.40                | 5                                 |
|             |            |           |         |           | 8.52      | 0.11              | 0.38                | 3                                 |
| NGC 3603    |            |           |         | 8.65      | 8.46      | 0.29              |                     | 1                                 |
| S 311       |            |           |         | 10.43     | 8.39      | 0.27              |                     | 6                                 |
| NGC 5461    | M 101      | Espiral   | -21.6   |           | 8.56      | 0.29              | -0.03/0.34          | 7                                 |
| NGC 604     | M 33       | Espiral   | -18.9   |           | 8.49      | 0.20              |                     | 7                                 |
| 30 Doradus  | LMC        | Irregular | -18.5   |           | 8.33      | 0.21              | 0.25                | 8                                 |
|             |            |           |         |           | 8.34      | $0.30 - 0.43^{f}$ | 0.41                | 3                                 |
| N11B        |            |           |         |           | 8.41      | $0.69 - 0.91^{f}$ |                     | 3                                 |
| N66         | SMC        | Irregular | -16.2   |           | 8.11      | 0.36              |                     | 3                                 |
| Región V    | NGC 6822   | Irregular | -16.0   |           | 8.08      | 0.29              |                     | 9                                 |
| NGC 2363    | NGC 2366   | Irregular | -18.2   |           | 7.87      | 0.34              | 0.31:               | 7                                 |
| Zonas A y B | NGC 5253   | BCDG      | -17.2   |           | 8.18      | 0.23              | $0.41^{\mathrm{g}}$ | 10                                |

TABLA 9.13:- Comparaciones del factor de discrepancia de abundancias en regiones H II.

<sup>a</sup>Sólo para objetos de la Vía Láctea.

 $^{\rm b} {\rm Valor}$  determinado con CELs, en unidades de 12+log(O/H).

<sup>c</sup>Definido como  $\log(O^{++}/H^{+})(RLs) - \log(O^{++}/H^{+})(CELs).$ 

<sup>d</sup>Definido como  $\log(C^{++}/H^{+})(RLs) - \log(C^{++}/H^{+})(UV CELs).$ 

<sup>e</sup>1- García-Rojas et al. (2006); 2- García-Rojas et al. (en prensa); 3- Tsamis et al. (2003); 4- García-Rojas et al. (2004); 5- Esteban et al. (2004); 6- García-Rojas et al. (2005); 7- Esteban et al. (2002); 8- Peimbert (2003); 9- Peimbert et al. (2005); 10- Este trabajo.

 $^{\rm f}{\rm Los}$ valores más altos de ADFs incluyen la corrección por luz dispersada subyacente.

<sup>g</sup>Considerando sólo la región A.

huésped o la distancia Galactocéntrica en el caso de nebulosas Galácticas. Podemos ver que el ADF es similar para la mayoría de los objetos de la tabla independientemente de la masa, tipo y metalicidad de la galaxia en la que se encuentran. Las galaxias incluidas en la Tabla 9.13 tienen metalicidades y pozos potenciales gravitatorios muy diferentes y también han tenido que sufrir distintas historias de formación estelar. Esto indica que, cualquiera que sea el mecanismo que produce el ADF éste parece ser independiente de las propiedades comentadas anteriormente (ver López-Sánchez et al. 2007 para una discusión más amplia).

Por último, también señalamos que el ADF de C<sup>++</sup> en NGC 5253 (y de otros objetos en los que esta cantidad se ha medido) es similar a la del oxígeno. No vemos ninguna dependencia de la metalicidad a la importancia relativa del ADF de C<sup>++</sup> con respecto a la de O<sup>++</sup> en los objetos en los que ambas cantidades se han estimado (ver Tabla 9.13).

# Capítulo 10 : Propiedades globales

No nos preguntamos qué propósito útil hay en el canto de los pájaros, cantar es su deseo desde que fueron creados para cantar. Del mismo modo no debemos preguntarnos por qué la mente humana se preocupa por penetrar los secretos de los cielos... La diversidad de los fenómenos de la Naturaleza es tan grande y los tesoros que encierran los cielos tan ricos, precisamente para que la mente del hombre nunca se encuentre carente de su alimento básico.

Johannes Kepler, Mysterium Cosmographicum

CUANDO ANALIZAMOS UNA MUESTRA DE OBJETOS, aunque entremos en análisis detallados de cada uno de ellos, siempre es importante buscar sus características globales. En este Capítulo examinamos conjuntamente los resultados obtenidos al considerar todas las galaxias analizadas. Nuestra muestra fue elegida para conocer mejor los procesos de la formación estelar en galaxias Wolf-Rayet. Este trabajo representa el conjunto más completo y exhaustivo de datos de galaxias de este tipo, involucrando resultados multifrecuencia y habiendo sido analizadas todas siguiendo los mismos procedimientos.

## 10.1 Detección del rasgo WR

En primer lugar, ya que nuestra muestra de galaxias *starbursts* se extrajo del catálogo de Schaerer et al. (1999) de galaxias Wolf-Rayet (ver  $\S5.1$ ), estudiamos la presencia del rasgo WR en ellas. En la Tabla 10.1 recopilamos las galaxias analizadas en esta tesis, señalando las regiones en donde detectamos el WR *bump* azul y/o la línea de He II  $\lambda$ 4686. Mientras que en algunas galaxias (como Haro 15) parece detectarse el rasgo WR en dos regiones (en el centro y en el compañero ESE), en otros sistemas previamente catalogados como WR no se observa (Mkn 1087, SBS 1211+540, SBS 1319+579 y ESO 566-7) o se detecta muy débilmente (IRAS 08208+2816 y Tol 9). Como se comentó en el Capítulo 8, nuestras observaciones de la galaxia IRAS 08339+6517, no catalogada como WR con anterioridad, sugieren la detección del rasgo de estas estrellas masivas en su brote central. Sólo en cinco objetos (HCG 31 F1 y F2, POX 4, SBS 0948+532 y SBS 1415+437 C) se detecta sin ambigüedad la línea de He II  $\lambda$ 4686, especialmente evidente en POX 4 (ver Figura 6.34). La

|             |          | $rac{\mathrm{WR}}{\mathrm{WR+O}}^{f}$   | $0.007^{h}$<br>0.022<br>0.015  | 0.015<br>0.115<br>0.014       | $0.021 \\ 0.025$                   | 0.044<br>0.011<br>0.027   | 0.016                                | 0.020                                     | 0.039                        |                               | 0.015                      | 0.023                 | 0.036                            | <br>0.027              | 0.013         | 0.012                          | 0.008                              |  |
|-------------|----------|--|--|-------------------------------|------------------------------------|---|--------------------------------------|---|------------------------------|-------------------------------|----------------------------|-----------------------|----------------------------------|------------------------|---------------|--------------------------------|------------------------------------|--|
|             |          | $\frac{\mathrm{WR}}{\mathrm{WR+O}}^{\mathrm{e}}$   | 0.003<br>0.022   | 0.010                         | 0.023<br>0.025                     | 0.042<br>0.012<br>0.028   | 0.018<br>0.014                       | 0.023                                     | 0.037                        |                               | 0.013                      | 0.022                 | 0.034                            | <br>0.028              | 0.023         | 0.023                          | 0.004                              |  |
|             |          | $_{b({\rm O})^{d}}^{(\star)}$  | 13600 $450$ $220$  | 47500<br>10500                | $8200 \\ 10000$                    | $130 \\ 43100 \\ 10700$   | 4620<br>18600                        | 1990<br>11800                             |                              |                               | 6810                       | 2050                  | 12100                            | <br>85700              | 59            | 51                             | 36<br>36                           | 7.1.2).  |
|             |          | $(\star)$ ( $\star$ )  | 43<br>9  | 7250 100                      | $190 \\ 260$                       | 5540  | 82<br>260                            | 46<br>215                                 | -<br>-<br>-                  | : -                           | -<br>00                    | 45<br>860             | 430                              | 2440                   | 1.3           | 1.2                            | 0.14                               | 0.057 (ver §   |
|             |          | μ  | 0.25<br>0.50   | 0.25<br>0.40                  | $0.50 \\ 0.50$                     | 0.40<br>0.25<br>0.50  | 0.60                                 | 0.60                                      | 0.40                         | <br>                          | 0.50                       | 0.50                  | 0.40                             | <br>0.50               | 1.00          | 1.10                           | 0.30                               | R+O)=<br>R+O).   |
|             |          | $C~{}^{\rm IV}{}^c$  |  |                               | 0 O<br>X Z                         | 0 O C<br>z z z  | 0 O<br>Z Z                           | O N                                       | 0 O<br>Z Z                   | ON N                          | 0<br>Z Z                   | O N N                 | 2:                               | : :                    | :             | :                              | : :                                | WR/(W<br>WR/(W   |
| 1           |          | $\stackrel{W}{(\mathrm{\AA})}$   | $0.34 \\ 2.66 \\ 3.02 \\ 0.02 \\ $ | 2.03<br><br>0.20              | $1.00 \\ 0.33$                     | 2.48<br>1.19  | $1.68 \\ 1.78$                       | 1.43                                      | 2.71                         | 2                             | 0.37                       | 0.43                  | 1.78                             | 1.49                   | 0.50          | 0.50                           | 0.40                               | Ha (NO)<br>4.12).<br>5n 4.13,  |
|             | ump azul | $_{q}(eta_{\mathrm{H}})_{I}/I$   | $0.42 \pm 0.10$<br>$1.50 \pm 0.60$   | 0.99.<br>10.6<br>0.87:        | $1.46 \pm 0.42$<br>$1.76 \pm 0.56$ | $3.45 \pm 0.56$<br>0.69:<br>1.90:   | $1.02 \pm 0.11$<br>$0.95 \pm 0.35$   | $1.33 \pm 0.28$<br>1.07 + 0.27            | $2.93 \pm 0.94$              | 1 63 ± 0 31                   | $0.97 \pm 0.35$            | 1.58:                 | $2.73 \pm 0.96$                  | ${1.94\pm0.73}$        | $0.82\pm0.21$ | $0.74 \pm 0.17$<br>6 43 ± 0.31 | $0.42 \pm 0.18$<br>$0.47 \pm 0.18$ | 1.<br>) o no detectad<br>WR (Ecuación /<br>R <i>bump</i> azul.<br>7.<br>99) y la Ecuació<br>VNL y O y en c   |
| nuestra.    | WR /     | $\frac{F^a}{\left(\operatorname{erg}\operatorname{cm}^{-2}\operatorname{s}^{-1}\right)}$ | $0.204 \pm 0.031$<br>$0.047 \pm 0.010$   | 0.20 ± 0.001<br>8.36<br>0.20: | $0.37 \pm 0.10$<br>$1.27 \pm 0.39$ | $\begin{array}{c} 0.588 \pm 0.087 \\ 0.213 \pm 0.072 \\ 0.69 \end{array}$ | $0.566 \pm 0.059 \\ 0.065 \pm 0.023$ | $0.214 \pm 0.043$                         | $0.43 \pm 0.13$              | <br>0 303 + 0 054             | $0.203 \pm 0.070$          | $0.34 \pm 0.21$       | $2.0 \pm 1.1$<br>1.30 $\pm 0.43$ | $2.06 \pm 0.74$        | $1.1 \pm 0.3$ | $1.0 \pm 0.2$<br>$6 \pm 1.8$   | $0.3 \pm 1.8$<br>$0.12 \pm 0.07$   | ) <sup>-15</sup> erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup><br>iento.<br>iento.<br>ies del flujo del W.<br>tción de estrellas '<br>tción de estrellas '<br>tción da Tabla 7.<br>ohnson et al. (199<br>nbigüedad.   |
| e nuestra n |          | $W(H\beta)$<br>(Å)   | $91.1 \pm 2.1$<br>$218 \pm 13$<br>$356 \pm 42$   | $16.4 \pm 1.1$                | $75.7 \pm 4.2$<br>$21.4 \pm 1.3$   | $75 \pm 5$<br>$80 \pm 5$<br>$25 \pm 5$                                    | $200 \pm 9$<br>169 $\pm 10$          | $125 \pm 6$<br>$213 \pm 11$               |                              | <br>999 ± 11                  | $\frac{222}{44.2} \pm 2.3$ | $33.3 \pm 2.0$        | $83 \pm 7$                       | ${95\pm7}$             | $234 \pm 5$   | $254 \pm 5$                    | $34.0 \pm 0.5$<br>$39.0 \pm 0.5$   | midades de 10<br>por enrojecim<br>ndo por ionizz<br>ndo por ionizz<br>determinacion<br>chaerer y Vaco<br>chaerer y Vaco<br>chaerer y vaco<br>ditja como se h<br>bitenido por J<br>theffcada sin ar<br>§7.2).   |
| xias d      |          | Zona   | $\operatorname{F1}^{i}_{i}$  | 2 <sup>2</sup> 0              | ESE                                | ¥ C ¥   | . C                                  | $\mathbf{A}^{i}$                          | : :o                         | : 2                           | Þ                          | U <                   | t m                              | : :                    | A             | щ                              | DC                                 | ito, en u<br>rregida<br>p rojo. J<br>corrigie:<br>uestras<br>ica de S<br>e la ren.<br>v1640) c<br>86, iden<br>97) (ver<br>alles y c  |
| gala        |          | Galaxia  | HCG 31 <sup>g</sup>  | Mkn 1087<br>Haro 15           | Mkn 1199                           | Mkn 5<br>IRAS 08208+2816<br>IRAS 08339+6517                               | POX 4<br>UM 420                      | SBS 0926+606<br>SBS 0048+530 <sup>1</sup> | SBS 1211+540<br>SBS 1054+365 | SBS 1319+579<br>SBS 1415-1437 | III Zw 107                 | Tol 9<br>Tol 1467 363 | 707-107T IOT                     | ESO 566-7<br>ESO 566-8 | NGC 5253 $^k$ |                                |                                    | in corregir por enrojecimier<br>uponiendo $I(H\beta) = 100$ y coi<br>linea principal del WR buny<br>timero total de estrellas O<br>stimación directa usando un<br>sando la calibracion empíri<br>in corregir por el tamaño di<br>sando el valor de $W(He I \lambda 46)$<br>ujo de la línea de He II $\lambda46i$<br>vijo de la línea de He II $\lambda46i$ |

TABLA 10.1:- Tabla con los resultados de las poblaciones de estrellas O y WR de las

440



FIGURA 10.1: (*Izquierda*) WR/(WR+O) frente a  $W(H\beta)$  para los modelos de Schaerer y Vacca (1998) comparados con nuestros cocientes observacionales (columna 11 de la Tabla 10.1). No se han incluido los errores en el eje de ordenadas, excepto en el caso de los objetos de NGC 5253 (ver Figura 9.12 y §9.10). (*Derecha*)  $F(WR \ bump \ azul)/F(H\beta)$  en función de la metalicidad.

Tabla 10.1 incluye la intensidad y anchura equivalente de la línea del WR bump azul además del cociente  $I(WR \ bump$  azul)/ $I(H\beta)$  corregido por enrojecimiento. Como vemos, en general el rasgo es bastante débil y el error involucrado suele ser elevado, incluso pudiendo estar algo sobreestimado en algunos casos.

Como se comentó en §4.3, la línea de HeII  $\lambda$ 4686 y el WR bump azul están asociadas fundamentalmente a estrellas del tipo WNL, mientras que la línea CIV  $\lambda 5808$  (el WR bump rojo) es originada esencialmente por estrellas del tipo WC. Un hecho interesante es que no hemos detectado el WR bump rojo en ninguno de los objetos observados (ver Tabla 10.1), aunque alguna de ellas (Tol 1457-262, ESO 566-7, ESO 566-8 y NGC 5253) no disponen de observaciones en esa zona espectral. La no detección del WR bump rojo podría explicarse porque las estrellas WC son muy difíciles de crear en ambientes de baja metalicidad (ver §2.3.4 y §4.3.2), como predicen los modelos de evolución y parecen apoyar las observaciones (este trabajo y Fernandes et al. 2004). Aún así, parece que este rasgo es mucho más sutil y difícil de detectar que el WR *bump* azul, puesto que en algunos objetos de metalicidad alta (como Mkn 1199 o Tol 9) tampoco observamos la línea C IV  $\lambda$ 5808. Además, nuestras observaciones contradicen los resultados de Guseva et al. (2000), quienes sí detectan el WR bump rojo en todos los objetos analizados en común con los nuestros (HCG 31 C, Mkn 1199, Mkn 5, UM 420, SBS 0926+606, SBS 0948+532, SBS 1054+365, SBS 1211+540, SBS 1319+579A), teniendo ambas muestras una resolución espectral y una señal a ruido similares (puede que incluso, en algunos casos, nuestros espectros de 4.2m WHT son más profundos).

En la Tabla 10.1 también se recopilan las poblaciones de estrellas WNL y O, además del cociente WR/(WR+O) suponiendo que no tenemos estrellas WCE, para todos los sistemas. Los cálculos se realizaron siguiendo lo explicado en  $\S4.7.1$ . La última columna de la tabla recopila el cociente WR/(WR+O) empleando la relación empírica entre este valor y la intensidad del WR *bump* azul proporcionada

por Schaerer y Vacca (1998) (nuestra Ecuación 4.13). Como vemos, las dos estimaciones del cociente WR/(WR+O) son muy similares, por lo que consideramos que las ecuaciones empíricas proporcionadas por Schaerer y Vacca (1998) son bastante confiables. Aún así, cuando comparamos nuestros valores observacionales con las predicciones teóricas de los modelos de Schaerer y Vacca (1998) (ver Figura 10.1, izquierda), encontramos que, salvo para casos muy concretos (como para las regiones de NGC 5253, ver Capítulo 9), nuestras estimaciones observacionales son inferiores a las esperadas teóricamente. Esta diferencia aún es mayor si comparamos nuestros valores observacionales con las predicciones del cociente WR/(WR+O)proporcionado por la última versión de los modelos de Starburst 9999 (Leitherer et al. 1999). Guseva et al. (2000) encontraron un comportamiento similar para objetos de baja metalicidad y más recientemente Pindao et al. (2002) también resaltaron que los modelos teóricos sobreestimaban los flujos WR en objetos de metalicidad solar y supersolar. Como ya se ha comentado en otras ocasiones a lo largo de esta memoria (ver Capítulos 6, 7 y 9), es probable que efectos de apertura y/o la posición de la rendija jueguen un papel vital en la detección del rasgo WR, pero otras explicaciones son posibles:

- 1. Los modelos no funcionan correctamente, especialmente a baja metalicidades, por lo que deberían ser revisados.
- 2. Estamos subestimando mucho el valor de  $W(H\beta)$ , pero esto parece improbable porque (i) la contribución de la población estelar subyacente, aunque existente (ver más abajo), no es dominante en los intensos brotes de formación estelar (y debería ser muy intensa para que la correspondencia con los modelos fuese adecuada) y (ii) las edades de los brotes de formación estelar determinadas a partir de  $W(H\beta)$  coinciden con las estimadas con métodos independientes.
- 3. En algunos casos, estamos suponiendo que todo el flujo del WR *bump* azul proviene de la línea de HeII  $\lambda$ 4686, pero quizás esto no es del todo correcto. Aún así, en los objetos en los que la línea nebular de HeII  $\lambda$ 4686 fue detectada, (HCG 31 F1 y F2, POX 4, SBS 0926+606, SBS 0948+532 y SBS 1415+437 C), la contribución del WR *bump* azul era *esencialmente* la de esta línea nebular.
- 4. La espectroscopía de rendija larga es inapropiada para este tipo de estudios. Si esto fuese así, sería muy interesante el uso de imagen en filtro estrechos en la línea de HeII λ4686 al desplazamiento al rojo adecuado (por ejemplo, se podría realizar con GTC usando los filtros sintonizables de OSIRIS) para localizar espacialmente las regiones ricas en estrellas WR dentro de los starbursts.

No encontramos ninguna relación entre el cociente WR/(WR+O) y la abundancia de oxígeno, aunque tendríamos que esperar un incremento del número de estrellas WR con la metalicidad (ver §2.3.4) al disminuir la masa mínima necesaria para que una estrella masiva entre en la fase WR. En la Figura 10.1 (derecha) mostramos el cociente  $F(WR \ bump \ azul)/F(H\beta)$  en función de la metalicidad. Según los modelos de evolución de estrellas masivas y síntesis de poblaciones (i.e., Maeder y Meynet 1998; Schaerer y Vacca 1998), la luminosidad del WR bump azul debería crecer a mayores metalicidades, pero nuestras observaciones no parecen mostrar tal tendencia. Este resultado es coincidente con el estudio de Guseva et al. (2000) y con el hecho de haberse detectado estrellas WR en las galaxias menos metálicas conocidas [l Zw 18, con  $Z \sim Z_{\odot}/50$  (lzotov et al. 1997; Legrand et al. 1997) y SBS 0335-052, con  $Z \sim Z_{\odot}/40$  (lzotov et al. 1999a)]. No obstante, la detección del rasgo WR en galaxias muy pobres en metales [12+log(O/H) $\leq$ 7.8] es difícil por dos aspectos: (i) estos objetos son bastante escasos y (ii) el tiempo que las estrellas masivas pasan en la fase WR es muy corto a estas bajas metalicidades (ver §2.3.4). Para objetos con altas metalicidades sí parece observarse una dependencia entre estos parámetros (Pindao et al. 2002), aunque los cocientes  $F(WR \ bump \ azul)/F(H\beta)$  no son tan altos como los esperados teóricamente .

#### 10.2 Magnitudes y colores

Nuestros datos fotométricos en banda ancha óptica y NIR han permitido el análisis de las magnitudes y los colores de nuestra muestra en estas frecuencias. En la Tabla 10.2 recopilamos el exceso de color, la magnitud absoluta en B (sin corregir de extinción y corregida de este efecto), los colores globales y las edades de la poblaciones estelares jóvenes (brote más reciente) y viejas (edad mínima de la componente de baja luminosidad) de todos las galaxias de la muestra (excluyendo regiones o subzonas dentro de cada sistema). Como primer resultado, vemos que el número de galaxias enanas (definidas de manera que  $M_B^{corr} \ge -18$ ) no es tan alto como el que se esperaba a la hora de la selección de la muestra. El motivo de este aspecto es doble: (i) por un lado, la determinación de las magnitudes se ha efectuado de forma más precisa y, al tener imágenes más profundas que las anteriormente disponibles, las magnitudes integradas disminuyen (el objeto parece más brillante); (ii) por el otro, hemos corregido todos los datos por la extinción no sólo de la Vía Láctea sino también por la extinción interna estimada con los datos espectroscópicos, por lo que las magnitudes finales también son más negativos. Finalmente, sólo 6 galaxias (Mkn 5, SBS 0926+606, SBS 1054+365, SBS 1211+540, SBS 1415+437 y NGC 5253) se clasificarían estrictamente como enanas siguiendo la definición anterior.

Para cuantificar el efecto de la corrección de extinción<sup>1</sup> representamos en la Figura 10.2 la magnitud absoluta en B no corregida por extinción frente a la sí corregida por este efecto. Comprobamos gráficamente que las magnitudes corregidas por extinción son, de media, ~0.6 menores que las magnitudes sin corregir. Al recaer todos los puntos en una franja estrecha, hemos realizado un ajuste lineal a los datos, encontrando una relación entre ambas magnitudes,

$$M_B^{corr} = 1.02 M_B^{no-corr} - 0.20. (10.1)$$

<sup>&</sup>lt;sup>1</sup>No consideramos la corrección de la emisión del gas en la magnitud absoluta porque (i) es pequeña en el filtro B (menor de 0.10 magnitudes) y más importante (ii) estamos considerando los objetos en su conjunto, incluyendo tanto los brotes de formación estelar como las regiones más viejas que *no* poseen emisión nebular.

| alaxias anal-                      | uta en $B \sin$           | de extinción                | ı, a partir de           | a [E. vieja, a           |                         |
|------------------------------------|---------------------------|-----------------------------|--------------------------|--------------------------|-------------------------|
| en banda ancha de las <sub>l</sub> | - $V$ ), la magnitud abso | cada galaxia (corregidos    | rmación estelar [E. jove | acente más evolucionad   | l], ambas en Ma.        |
| e los datos fotométricos           | l exceso de color $E(B$ - | $n^a$ , colores globales de | rote más reciente de fo  | , población estelar suby | nte de baja luminosidao |
| 2:- Recopilación de                | ta tesis. Se indica el    | rregida por extinció        | l gas), la edad del b    | a edad mínima de la      | tudio de la compone     |
| TABLA 10.5                         | izadas en est             | corregir y co               | y emisión de             | $W(H\alpha)$ ] y la      | partir del est          |

|               | E. vieja        | 100              | 100             | Ι               | I               | I               | 100               | 100               | I               | I                 | 150               | 500             | 500              | 500              | 500               | 500             | 150               | 250              | 250             | 300             | 200             | 200             | 100              | 100              | 500              | 500              | 300             | 250             | 500              | 500               | 500               | 500               | 400               | 500              | 500             | 500              |
|---------------|-----------------|------------------|-----------------|-----------------|-----------------|-----------------|-------------------|-------------------|-----------------|-------------------|-------------------|-----------------|------------------|------------------|-------------------|-----------------|-------------------|------------------|-----------------|-----------------|-----------------|-----------------|------------------|------------------|------------------|------------------|-----------------|-----------------|------------------|-------------------|-------------------|-------------------|-------------------|------------------|-----------------|------------------|
|               | E. joven        | 7.0              | 5.0             | 6.0             | 2.5             | 2.5             | 6.0               | 6.0               | 7.0             | 6.0               | Ι                 | 5.0             | 8.0              | 12.0             | 5.0               | 5.5             | 4.5               | 5.5              | 3.5             | 5.0             | 4.5             | 4.8             | 6.7              | 4.6              | 4.9              | 4.7              | 3.7             | 3.6             | 5.6              | 5.8               | 4.6               | 5.2               | 6.4               | 7.0              | 4.2             | 4.2              |
|               | $H - K_s$       | $0.12 \pm 0.10$  | $0.21 \pm 0.12$ | $0.18\pm0.12$   | $0.29 \pm 0.30$ | $0.20 \pm 0.50$ | $0.13 \pm 0.10$   | $0.16 \pm 0.06$   | $0.13 \pm 0.08$ | :                 | :                 | $0.22 \pm 0.08$ | $0.34 \pm 0.08$  | $0.31 \pm 0.08$  | $0.38 \pm 0.04$   | $0.35 \pm 0.10$ | $0.23 \pm 0.06$   | $0.68 \pm 0.28$  | $0.15 \pm 0.10$ | :               | $0.12 \pm 0.16$ | $0.15 \pm 0.08$ | $0.18 \pm 0.08$  | :                | $0.16\pm0.15$    | :                | $0.16 \pm 0.20$ | 200 0           | :                | $0.27\pm0.12$     | $0.32 \pm 0.12$   | $0.37 \pm 0.14$   | :                 | :                | $0.62 \pm 0.14$ | $0.51 \pm 0.16$  |
| a.            | J - H           | $0.13 \pm 0.10$  | $0.12 \pm 0.10$ | $0.05\pm0.10$   | $0.04 \pm 0.17$ | $0.08 \pm 0.30$ | $0.12 \pm 0.10$   | $0.20 \pm 0.06$   | $0.18 \pm 0.08$ | :                 | $0.50 \pm 0.20$   | $0.58 \pm 0.08$ | $0.55 \pm 0.08$  | $0.49 \pm 0.08$  | $0.52 \pm 0.03$   | $0.71 \pm 0.08$ | $0.64 \pm 0.05$   | $0.21 \pm 0.25$  | $0.28 \pm 0.08$ | 0.70:           | $0.41 \pm 0.12$ | $0.21 \pm 0.06$ | $0.29 \pm 0.06$  | :                | $0.38 \pm 0.12$  | :                | $0.39 \pm 0.12$ | $0.35 \pm 0.10$ | :                | $0.68 \pm 0.10$   | $0.61 \pm 0.12$   | $0.68 \pm 0.12$   | :                 | :                | $0.60 \pm 0.12$ | $0.71 \pm 0.16$  |
| ıbas en M     | V - J           | $0.14 \pm 0.10$  | $0.06 \pm 0.10$ | $0.29\pm0.12$   | $-0.17\pm0.14$  | $0.01 \pm 0.16$ | $0.45 \pm 0.08$   | $0.52 \pm 0.06$   | $0.21 \pm 0.08$ | :                 | $0.64 {\pm} 0.10$ | $0.17\pm0.08$   | $1.30 \pm 0.07$  | $1.25 \pm 0.08$  | 0.81:             | $1.03 \pm 0.08$ | $1.39 \pm 0.06$   | $1.56 \pm 0.12$  | $0.42 \pm 0.08$ | $0.87 \pm 0.10$ | $0.77\pm0.12$   | $0.54 \pm 0.06$ | $0.83 \pm 0.06$  | :                | $0.92 \pm 0.08$  | :                | $1.03 \pm 0.08$ | $0.98 \pm 0.08$ | :                | $0.83 \pm 0.08$   | $0.60 {\pm} 0.10$ | $0.90 \pm 0.10$   | $1.10 \pm 0.20$   | :                | $1.10 \pm 0.10$ | $1.20 \pm 0.10$  |
| sidad], an    | V - R           | $0.06 \pm 0.06$  | $0.09 \pm 0.08$ | $0.20 \pm 0.09$ | $-0.04\pm0.10$  | $-0.02\pm0.10$  | $0.14 {\pm} 0.08$ | $0.20 {\pm} 0.08$ | $0.14 \pm 0.10$ | $0.10 {\pm} 0.08$ | $0.26 {\pm} 0.06$ | $0.32 \pm 0.08$ | $0.29 \pm 0.06$  | $0.22 \pm 0.06$  | $0.30 \pm 0.06$   | $0.35 \pm 0.08$ | $0.24 {\pm} 0.08$ | $0.26 \pm 0.08$  | $0.32 \pm 0.04$ | $0.30 \pm 0.04$ | $0.13 \pm 0.06$ | $0.14 \pm 0.06$ | $0.20 \pm 0.06$  | $0.16 \pm 0.06$  | :                | $0.21 \pm 0.06$  | $0.19 \pm 0.06$ | $0.27 \pm 0.06$ | $0.22 \pm 0.06$  | $0.22 \pm 0.06$   | $0.26 {\pm} 0.06$ | $0.36 {\pm} 0.06$ | $0.39 {\pm} 0.06$ | $0.40 \pm 0.06$  | $0.19 \pm 0.06$ | $0.31 \pm 0.06$  |
| a luminos     | B - V           | $0.17 \pm 0.06$  | $-0.01\pm0.08$  | $-0.03\pm0.10$  | $-0.07\pm0.12$  | $-0.09\pm0.12$  | $-0.01\pm0.08$    | $0.17 \pm 0.08$   | $-0.05\pm0.06$  | $-0.01 \pm 0.10$  | $0.11 \pm 0.06$   | $0.26 \pm 0.08$ | $0.46 \pm 0.06$  | $0.24 \pm 0.08$  | $0.44 {\pm} 0.06$ | $0.22 \pm 0.06$ | $0.02 \pm 0.08$   | $0.20 \pm 0.08$  | $0.29 \pm 0.02$ | $0.25 \pm 0.02$ | $0.31 \pm 0.06$ | $0.01 \pm 0.06$ | $0.08 \pm 0.06$  | $-0.12 \pm 0.06$ | $0.33 \pm 0.06$  | $0.04 \pm 0.06$  | $0.34 \pm 0.06$ | $0.21 \pm 0.06$ | $0.14 \pm 0.06$  | $0.24 {\pm} 0.06$ | $0.23 {\pm} 0.06$ | $0.34 {\pm} 0.06$ | $0.39 {\pm} 0.08$ | $0.45 \pm 0.10$  | $0.31 \pm 0.06$ | $0.49 \pm 0.06$  |
| ite de baj    | U - B           | $-0.38 \pm 0.08$ | $-0.66\pm 0.06$ | $-0.65\pm0.10$  | $-0.99\pm0.12$  | $-1.01\pm0.12$  | $-0.43\pm0.09$    | $-0.41 \pm 0.08$  | ÷               | $-0.75\pm0.15$    | $0.08 \pm 0.30$   | $-0.52\pm0.08$  | $-0.44 \pm 0.06$ | $-0.63 \pm 0.08$ | $-0.41 \pm 0.06$  | $-0.49\pm0.06$  | $-0.51 \pm 0.08$  | $-0.16\pm0.10$   | $-0.68\pm0.03$  | $-0.02\pm0.06$  | $-0.80\pm0.06$  | $-0.75\pm0.06$  | $-0.51 \pm 0.08$ | $-1.20\pm0.06$   | $-0.34 \pm 0.06$ | $-0.61 \pm 0.06$ | $-0.39\pm0.06$  | $-0.47\pm0.06$  | $-0.42 \pm 0.06$ | $-0.34 \pm 0.06$  | $-0.56 \pm 0.06$  | $-0.42 \pm 0.06$  | $-0.25 \pm 0.10$  | $-0.10\pm0.15$   | $-0.48\pm0.06$  | $-0.21 \pm 0.08$ |
| componer      | $M_B^{corr}$    | -18.71           | -19.43          | -15.76          | -15.76          | -14.34          | -18.88            | -20.61            | -18.06          | -16.34            | -17.20            | -20.87          | -20.68           | -20.10           | -15.57            | -21.29          | -21.57            | -18.21           | -18.79          | -15.36          | -19.55          | -17.29          | -17.37           | -18.43           | -14.06           | -13.27           | -18.53          | -14.25          | -20.14           | -19.26            | -19.73            | -18.97            | -16.48            | -14.69           | -20.88          | -19.35           |
| tudio de la   | $M_B^{no-corr}$ | -17.96           | -19.18          | -15.51          | -14.93          | -13.97          | -18.63            | -19.91            | -17.65          | -16.05            | -16.91            | -20.41          | -20.06           | -19.64           | -14.74            | -20.59          | -20.91            | -17.67           | -18.54          | -14.86          | -19.30          | -16.96          | -16.87           | -17.44           | -13.98           | -12.94           | -18.45          | -13.71          | -19.27           | -17.98            | -19.07            | -18.31            | -15.82            | -14.03           | -19.47          | -18.69           |
| artır del est | E(B-V)          | 0.18             | 0.06            | 0.06            | 0.20            | 0.09            | 0.06              | 0.17              | 0.10            | $0.07^{b}$        | $0.07^{b}$        | 0.11            | 0.15             | 0.11             | 0.20              | 0.17            | 0.16              | 0.13             | 0.06            | 0.12            | 0.06            | 0.08            | 0.12             | 0.24             | 0.02             | 0.08             | 0.02            | 0.13            | 0.21             | 0.31              | 0.16              | $0.16^{b}$        | $0.16^{b}$        | $0.16^{b}$       | 0.34            | 0.16             |
| d             | Galaxia         | HCG 31 B         | HCG 31 C        | HCG 31 E        | HCG 31 F1       | HCG 31 F2       | HCG 31 G          | Mkn 1087          | Mkn 1087 N      | MKn 1087 $\#1$    | Mkn 1087 #3       | Haro 15         | Mkn 1199         | Mkn 1199 c       | Mkn 5             | IRAS 08208+2816 | IRAS 08339+6517   | IRAS 08339+6517c | POX 4           | POX 4 c         | UM 420          | SBS 0926+606 A  | SBS 0926+606 B   | SBS 0948+532     | SBS 1054+365     | SBS 1211+540     | SBS 1319+579    | SBS 1415+437    | III Zw 107       | Tol 9             | Tol 1457-262 Ob1  | Tol 1457-262 Ob2  | Tol 1457-262 #15  | Tol 1457-262 #16 | ESO 566-8       | ESO 566-7        |



FIGURA 10.2: (*Izquierda*) Comparación entre las magnitudes absolutas en *B* no corregidas  $(M_B^{no-corr})$  y corregidas  $(M_B^{corr})$  por extinción. Se indica un ajuste lineal a los datos observacionales. (*Derecha*)  $W(\text{H}\alpha)$  en función del color U - B y modelos teóricos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) para tres metalicidades distintas, comparados con nuestros datos.

Para  $M_B = -18$ , la diferencia de magnitudes sería  $\Delta M_B \sim 0.56$ . Transformado a luminosidad, el considerar la corrección por extinción supone multiplicar un factor entre 1.6 (para  $M_B \sim -16$ ) y 1.8 (para  $M_B \sim -22$ ) la luminosidad en *B* de cada galaxia. Apreciamos una ligera dependencia de la extinción con la magnitud absoluta: a mayor brillo, mayor es la corrección por extinción, lo que sugiere mayor presencia de absorción de la luz. A similares resultados llegaremos más abajo al estudiar el coeficiente de enrojecimiento y la masa de polvo templado.

Con respecto a los colores, hemos comprobado a lo largo de este trabajo que la correspondencia de nuestros datos observacionales con los modelos teóricos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997) es buena. Aquí, queremos insistir en varios hechos que conllevan a este resultado:

- 1. En primer lugar, la calidad de los datos observacionales y el proceso de reducción de datos, que se ha realizado minuciosamente y de forma homogénea.
- 2. Hemos corregido nuestros datos fotométricos por extinción y enrojecimiento, considerando el valor del  $C(H\beta)$  calculado a partir de la espectroscopía de cada objeto. Este punto es muy importante y no suele tenerse en cuenta en los análisis de los colores de objetos extragalácticos, que normalmente sólo consideran la extinción propia de la Vía Láctea en la dirección de la galaxia a estudiar.
- Además, hemos corregido los colores por la emisión del gas a partir de los datos espectroscópicos. Este efecto no es tan importante en algunos casos, pero sí fundamental en regiones muy compactas con alta emisión nebular (como BCDGs o zonas con *starbursts* intensos dentro de una galaxia más grande).

En la Figura 10.3 comparamos nuestros colores ópticos y NIR observacionales de toda la muestra de galaxias con las predicciones teóricas de los modelos STAR-



FIGURA 10.3: Diagramas color-color mostrando la comparación de los modelos teóricos de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999; línea continua azul) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997; línea discontinua roja) con los colores observados en nuestros objetos (cruces, ver Tabla 10.2). También se incluyen algunas edades (en Ma) para los modelos de STARBURST 99.

BURST 99 (Leitherer et al. 1999) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997) con  $Z/Z_{\odot}=0.4$ . Se trata del diagrama típico empleado en esta tesis para estudiar las edades de las poblaciones estelares. Comprobamos que existe una buena correspondencia entre observaciones y teoría. En este caso, vemos que en general los puntos observacionales corresponden a objetos con edades relativamente jóvenes, de acuerdo con la formación estelar detectada en estas galaxias. No obstante, algunos puntos se desvían significativamente (diferencias de color superiores a 0.2 magnitudes) de las predicciones teóricas. En estos casos, creemos que la explicación reside en la relativa importancia de la población estelar subyacente a los brotes de formación estelar, más evolucionada, y que enrojece los colores observados. La magnitud en el filtro U está menos afectada por la población vieja; de ahí que una región en la que coexistan estrellas jóvenes recien formadas con una población estelar evolucionada relativamente importante presente cierta disparidad en sus colores comparados con los modelos: mientras que la población joven dominan el color U - B, el resto de colores suele estar más influenciados por la componente estelar

subyacente. Ésta es la causa principal de las discrepancias en los diagramas de la Figura 10.3 en los que se involucra el color U-B, y se ha encontrado prácticamente en todos los objetos analizados.

En la Figura 10.2 (derecha) representamos la anchura equivalente de H $\alpha$  (medida a través de nuestras imágenes en filtros estrechos) con el color U-B (obtenida de las imágenes en filtros anchos), comparando con los modelos teóricos de STARBURST 99 a distinta metalicidad. En esta ocasión, no encontramos una buena concordancia entre datos y modelos (especialmente en la zona superior del diagrama), aunque una fracción considerable de los datos sí parece corresponderse bien. Esta discordancia puede explicarse por (i) estamos sobreestimando  $W(H\alpha)$ , algo que no parece probable porque los valores de la anchura equivalente de H $\alpha$  determinados con espectrocopía e imágenes son muy similares, o (ii) estamos sobreestimando el color U-B (esto es, deberíamos medir valores de U-B más negativos, más azules). Este segundo caso puede ser consecuencia tanto de la extinción (que haya sido subestimada en algún objeto) como por la existencia de poblaciones más evolucionadas. Esto es lo que probablemente ocurre en estos objetos, ya que estamos considerando en muchos casos el color de la galaxia en su conjunto (poblaciones jóvenes y viejas). mientras que la emisión nebular sólo se localiza en una zona de ella. Como hemos visto en otros momentos de esta tesis, este mismo diagrama considerando sólo las regiones de formación estelar es mucho más coherente con las predicciones teóricas.

En cierta forma, en el diagrama Figura 10.2 (derecha) también estamos comparando las edades obtenidas mediante fotometría en filtros anchos (cuyo mejor estimador es el color U-B) con las obtenidas estudiado el gas ionizado (la anchura equivalente de H $\alpha$ ). La correspondencia entre ambos es muy buena, teniendo en cuenta que la mayoría de los objetos poseen una edad de 3 – 6 Ma en su último brote de formación estelar, aunque encontramos valores de edad sistemáticamente menores con  $W(H\alpha)$  que con U-B. Esta edad es la típica estimada en las regiones más activas de las galaxias, como se recoge en la penúltima columna de la Tabla 10.2. En ella, también recogemos las edades mínimas estimadas para la componente más evolucionada subyacente a los brotes (última columna). Comprobamos que prácticamente todas las galaxias (exceptuando HCG 31 E, F1 y F2 y Mkn 1087 N y #1, para los que no se tienen datos porque no se pudo medir la componente de baja luminosidad o bien, como posiblemente sea el caso de HCG 31 F1 y F2, ésta no exista) poseen una población estelar más vieja, con edades superiores a 500 Ma en muchos casos. Este hecho nos indica que todas las galaxias han experimentado episodios anteriores de formación estelar.

#### 10.3 Propiedades físicas del gas ionizado

En la Tabla 10.3 recopilamos las temperaturas electrónicas de alta y baja ionización, densidad electrónica, coeficiente de enrojecimiento, anchura equivalente de absorción en las líneas de Balmer de HI y anchura equivalente de H $\beta$  para las galaxias analizadas en nuestra muestra. De los 41 objetos individuales recopilados en esta tabla, 30 poseen estimaciones directas de la temperatura electrónica, determinada en la

|                  | $T_{\rm e}{}^a$ | $T_{\rm e}$ alta (K) | $T_{\rm e}$ baja (K) | $n_e \ (\mathrm{cm}^{-3})$ | $C(H\beta)$       | $W_{abs}$ (Å) | $W(H\beta)$ (Å) |
|------------------|-----------------|----------------------|----------------------|----------------------------|-------------------|---------------|-----------------|
| HCG 31 C         | si              | $9400 \pm 600$       | $10800 \pm 300$      | $210 \pm 70$               | $0.09 \pm 0.03$   | 2.0           | $91.1 \pm 2.1$  |
| HCG 31 B         | si              | $11500 \pm 700$      | $12000 \pm 400$      | <100                       | $0.28 {\pm} 0.08$ | 2.0           | $12.9 \pm 0.5$  |
| HCG 31 E         | si              | $11100 \pm 1000$     | $11800 \pm 600$      | <100                       | $0.11 {\pm} 0.05$ | 2.0           | $21.1 \pm 1.1$  |
| HCG 31 F1        | si              | $12600 \pm 1400$     | $12600 \pm 700$      | <100                       | $0.32 {\pm} 0.06$ | 2.0           | $218 \pm 13$    |
| HCG 31 F2        | si              | $12300 \pm 1500$     | $12400 \pm 800$      | <100                       | $0.14 {\pm} 0.05$ | 2.0           | $256 \pm 43$    |
| HCG 31 G         | si              | $11600 \pm 700$      | $12000 \pm 400$      | <100                       | $0.09 {\pm} 0.05$ | 2.0           | $37.0 \pm 1.6$  |
| Mkn 1087         | no              | $7100 \pm 1000$      | $8000 \pm 1000$      | $220 \pm 50$               | $0.17 {\pm} 0.02$ | 1.7           | $22.3 \pm 0.9$  |
| Mkn 1087 N       | no              | $10900 \pm 1000$     | $10600 \pm 1000$     | $115 \pm 50$               | $0.17 {\pm} 0.02$ | 0.2           | $25.0 \pm 1.7$  |
| Haro 15 C        | no              | $9500 \pm 800$       | $9600 \pm 600$       | <100                       | $0.11 {\pm} 0.03$ | 2.4           | $16.4 \pm 1.1$  |
| Haro 15 ESE      | si              | $12850 \pm 700$      | $12000 \pm 500$      | <100                       | $0.33 {\pm} 0.03$ | 1.3           | $75.7 \pm 4.2$  |
| Mkn 1199         | no              | $5400 \pm 700$       | $6800 \pm 600$       | $300 \pm 100$              | $0.30 {\pm} 0.03$ | 1.8           | $21.4 \pm 1.3$  |
| Mkn 1199 NE      | no              | $8450 \pm 800$       | $8900 \pm 600$       | <100                       | $0.16 {\pm} 0.03$ | 0.6           | $20.2 \pm 2.3$  |
| Mkn 5            | si              | $12450 \pm 650$      | $11700 \pm 450$      | <100                       | $0.17 {\pm} 0.02$ | 0.8           | $75\pm 5$       |
| IRAS 08208+2816  | si              | $10100 \pm 700$      | $10100 \pm 500$      | <100                       | $0.11 \pm 0.02$   | 3.2           | $80 \pm 5$      |
| IRAS 08339+6517  | no              | $8700 \pm 1000$      | $9100 \pm 1000$      | 100                        | $0.22 \pm 0.02$   | 1.8           | $19.0 \pm 0.8$  |
| IRAS 08339+6517c | no              | $9050 \pm 1000$      | $9300 \pm 1000$      | 100                        | $0.18 {\pm} 0.03$ | 1.5           | $7.5 \pm 0.2$   |
| POX 4            | si              | $14000 \pm 500$      | $12800 \pm 400$      | $250 \pm 80$               | $0.08 {\pm} 0.01$ | 2.0           | $200 \pm 9$     |
| POX 4c           | no              | $12600 \pm 800$      | $11800 \pm 600$      | <100                       | $0.06 {\pm} 0.03$ | 0.5           | $14 \pm 4$      |
| UM 420           | si              | $13200 \pm 600$      | $12200 \pm 500$      | $140 \pm 80$               | $0.09 \pm 0.01$   | 2.0           | $169 \pm 10$    |
| SBS 0926+606 A   | si              | $13600 \pm 700$      | $12500 \pm 500$      | <100                       | $0.12 \pm 0.03$   | 0.7           | $125 \pm 6$     |
| SBS 0926+606 B   | no              | $11500 \pm 1000$     | $11000 \pm 800$      | <100                       | $0.18 {\pm} 0.04$ | 1.0           | $18 \pm 3$      |
| SBS 0948+532     | si              | $13100 \pm 600$      | $12200 \pm 400$      | $250 \pm 80$               | $0.35 {\pm} 0.03$ | 0.3           | $213 \pm 11$    |
| SBS 1054+365     | si              | $13700 \pm 900$      | $12600 \pm 700$      | <100                       | $0.02 \pm 0.02$   | 0.8           | $89 \pm 7$      |
| SBS 1054+365 b   | no              | $11800 \pm 1100$     | $11300 \pm 900$      | $300 \pm 200$              | $0.03 \pm 0.03$   | 0.3           | $8\pm3$         |
| SBS 1211+540     | si              | $17100 \pm 600$      | $15000 \pm 400$      | $320 \pm 50$               | $0.12 {\pm} 0.01$ | 1.3           | $135 \pm 10$    |
| SBS 1319+579 A   | si              | $13400 \pm 500$      | $12400 \pm 400$      | < 100                      | $0.03 {\pm} 0.01$ | 0.0           | $285 \pm 14$    |
| SBS 1319+579 B   | si              | $11900 \pm 800$      | $11300 \pm 600$      | <100                       | $0.11 {\pm} 0.03$ | 0.4           | $42 \pm 4$      |
| SBS 1319+579 C   | si              | $11500 \pm 600$      | $11050 \pm 400$      | < 100                      | $0.02 {\pm} 0.02$ | 0.2           | $94 \pm 6$      |
| SBS 1415+579 C   | si              | $16400 \pm 600$      | $14500 \pm 400$      | < 100                      | $0.01 {\pm} 0.02$ | 0.8           | $222 \pm 11$    |
| SBS 1415+579 A   | si              | $15500 \pm 700$      | $13850 \pm 500$      | < 100                      | $0.25 \pm 0.04$   | 1.8           | $130 \pm 8$     |
| III Zw 107 A     | si              | $10900 \pm 900$      | $10500 \pm 800$      | $200 \pm 60$               | $0.68 {\pm} 0.04$ | 2.0           | $44 \pm 2$      |
| Tol 9            | si              | $7600 \pm 1000$      | $8300 \pm 700$       | $180 \pm 60$               | $0.50 {\pm} 0.05$ | 7.5           | $33\pm 2$       |
| Tol 1457-262 A   | si              | $12220\pm700$        | $11200 \pm 600$      | $200 \pm 80$               | $0.77 \pm 0.03$   | 1.7           | $101 \pm 6$     |
| Tol 1457-262 B   | si              | $14600 \pm 1000$     | $13900 \pm 800$      | < 100                      | $0.00 {\pm} 0.05$ | 0.0           | $82 \pm 7$      |
| Tol 1457-262 C   | si              | $11900 \pm 1400$     | $11000 \pm 1200$     | $200 \pm 100$              | $0.15 \pm 0.02$   | 0.7           | $92 \pm 9$      |
| ESO 566-8        | si              | $8700 \pm 900$       | $9100 \pm 800$       | $300 \pm 100$              | $0.49 {\pm} 0.03$ | 0.3           | $95 \pm 7$      |
| ESO 566-7        | no              | $7900 \pm 1000$      | $8500 \pm 900$       | $100 \pm 50$               | $0.23 \pm 0.05$   | 2.7           | $13\pm 2$       |
| NGC 5253 A       | si              | $12100 \pm 260$      | $11170 \pm 520$      | $580 \pm 110$              | $0.23 {\pm} 0.02$ | 1.3           | $234\pm5$       |
| NGC 5253 B       | si              | $12030 \pm 260$      | $11250 \pm 490$      | $610 \pm 100$              | $0.38 {\pm} 0.03$ | 1.7           | $254\pm5$       |
| NGC 5253 C       | si              | $10810 \pm 230$      | $10530 \pm 470$      | $370 \pm 80$               | $0.25 {\pm} 0.03$ | 0.8           | $94 \pm 3$      |
| NGC 5253 D       | si              | $11160 \pm 510$      | $10350 \pm 650$      | $230 \pm 70$               | $0.10 {\pm} 0.02$ | 0.6           | $39 \pm 2$      |
|                  |                 |                      |                      |                            |                   |               |                 |

TABLA 10.3: Temperaturas electrónicas de alta y baja ionización, densidad electrónica, coeficiente de enrojecimiento,  $W_{abs}$  y anchura equivalente de H $\beta$  para las galaxias analizadas.

 $^{a}$  Se indica si  $T_{\rm e}$  se ha calculado de forma directa (si) o usando calibraciones empíricas (no).

mayoría de ocasiones a través del cociente entre las líneas nebulares y auroral de [O III]. En la mayoría de los casos no se ha podido calcular directamente la temperatura de baja ionización, por lo que hemos empleado normalmente la relación empírica de Garnett (1992) entre  $T_e(O III)$  y  $T_e(O II)$  (nuestra Ecuación 3.29). Por otro lado, la mitad de la muestra (22 objetos) poseen densidades electrónicas inferiores a 100 cm<sup>-3</sup>.

La Tabla 10.3 también muestra el coeficiente de enrojecimiento,  $C(H\beta)$ , determinando para cada sistema a partir de los valores espectroscópicos. En la Figura 10.4 (izquierda) representamos esta magnitud en función de la abundancia de oxígeno (ver Tabla 10.4) encontrada en cada caso. Aunque la dispersión en relativamente grande, parece observarse la tendencia de que  $C(H\beta)$  aumenta con la metalicidad, algo que también se esperaría al estar las galaxias con mayor  $12+\log(O/H)$  más



FIGURA 10.4: Coeficiente de enrojecimiento (*izquierda*) y anchura equivalente de absorción en las líneas de Balmer de HI (*derecha*) en función de la abundancia de oxígeno. Para W(abs)no hemos considerado los puntos en los se supuso W(abs)=2 Å. Notar que el eje de abcisas está dividido por claridad en el diagrama de la derecha.

evolucionadas y, por tanto, contener más elementos (estrellas y polvo) que absorban la luz nebular. Este resultado es coherente con el encontrado en la Figura 10.4 (derecha), donde representamos la anchura equivalente de absorción de las líneas de Balmer de HI en función de la abundancia de oxígeno. Encontramos una tendencia clara de aumento en W(abs) al incrementarse la metalicidad. Los puntos correspondientes a los objetos menos metálicos de nuestra muestra (SBS 1415+579 y SBS 1211+540) muestran un valor de W(abs) relativamente elevado para su clase, lo que nos parece indicar la existencia de una población vieja subyacente importante, como ya discutimos en cada caso (ver Capítulo §6).

Por otro lado, en la Figura 10.5 (izquierda) representamos la anchura equivalente de H $\beta$  en función de la abundancia de oxígeno. También parece apreciarse cierta correlación: a mayor metalicidad, menor es  $W(H\beta)$ . Este hecho podría explicarse por dos motivos: (i) como  $W(H\beta)$  es muy dependiente de la edad (ver §4.7.1), objetos menos metálicos tienen brotes de formación estelar más recientes o (ii)  $W(H\beta)$  está subestimada como consecuencia de la absorción estelar, más importante a mayor metalicidad (se han producido más generaciones de estrellas). En nuestro caso, creemos que el segundo motivo es más importante porque las edades de los brotes más recientes de formación estelar estimadas usando  $W(H\alpha)$  (ver Tabla 10.2) son bastantes similares para alta y baja metalicidad y, sobre todo, porque ya hemos comprobado con anterioridad que las poblaciones viejas están presentes en nuestros sistemas. Una nueva prueba de ello es la comparación de nuestros datos observacionales con los resultados de los modelos de fotoionización de Stasiñska et al. (2001). En concreto, representamos en la Figura 10.5 (derecha) el flujo de la línea de emisión [O III]  $\lambda$ 5007 en función de  $W(H\beta)$ . Observamos que, aunque existe una buena correspondencia, los puntos observacionales se desplazan por lo general hacia la izquierda en este diagrama, indicando que  $W(H\beta)$  es algo menos a lo esperado para brotes puros.



FIGURA 10.5: (*Izquierda*) Anchura equivalente de H $\beta$  en función de la abundancia de oxígeno. (*Derecha*)  $F([O III] \lambda 5007)$  en función de  $W(H\beta)$  suponiendo cuatro modelos de Stasińska et al. (2001) y comparando con nuestros valores observacionales.



FIGURA 10.6: Comparación de los datos observacionales de la muestra de galaxias con los diagramas de diagnóstico propuestos por Dopita et al. (2000), línea azul continua, y Kewley et al. (2001), línea roja discontinua.

Por último, comprobamos la naturaleza del gas ionizado. En la Figura 10.6 representamos los diagramas de diagnóstico típicos (explicados en  $\S3.8$ ) comparados con las predicciones teóricas de los modelos de Dopita et al. (2000) para regiones H II extragalácticas y los modelos de Kewley et al. (2001) para galaxias *starburst*. En *todos* los casos, los objetos se localizan sobre las líneas teóricas, indicando la

| Galaxia          | $T_{\rm e}{}^a$ | $12 + \log(O/H)$  | $\log \frac{O^{++}}{O^{+}}$ | $\log N/O$         | $\log\mathrm{S/O}$ | $\log  \mathrm{Ne} / \mathrm{O}$ | $\log{\rm Ar/O}$ | [Fe/O]           |
|------------------|-----------------|-------------------|-----------------------------|--------------------|--------------------|----------------------------------|------------------|------------------|
| HCG 31 C         | si              | $8.22 \pm 0.05$   | $1.51 \pm 0.12$             | $-1.12 \pm 0.10$   |                    | $-0.93 \pm 0.17$                 |                  | $-2.12 \pm 0.21$ |
| HCG 31 B         | si              | $8.14 \pm 0.09$   | $0.63 \pm 0.10$             | $-1.39\pm0.14$     | $-1.67 \pm 0.16$   | $-0.42 \pm 0.14$                 |                  | $-1.87\pm0.32$   |
| HCG 31 E         | si              | $8.13 \pm 0.10$   | $1.00 \pm 0.12$             | $-1.26 \pm 0.19$   | $-1.58 \pm 0.21$   | $-0.42 \pm 0.18$                 |                  | $-1.77 \pm 0.32$ |
| HCG 31 F1        | si              | $8.07 {\pm} 0.07$ | $3.72 {\pm} 0.40$           | $-1.27 \pm 0.19$   | $-1.69 \pm 0.18$   | $-0.80 \pm 0.21$                 |                  | -1.91:           |
| HCG 31 F2        | si              | $8.03 \pm 0.11$   | $2.19 {\pm} 0.27$           | $-1.43 \pm 0.28$   | $-1.67 \pm 0.25$   | $-0.76 \pm 0.29$                 |                  |                  |
| HCG 31 G         | si              | $8.15 {\pm} 0.08$ | $1.15 \pm 0.13$             | $-1.31 \pm 0.13$   | $-1.67 \pm 0.15$   | $-0.56 {\pm} 0.18$               |                  | -2.01:           |
| Mkn 1087         | no              | $8.57 \pm 0.10$   | $0.55 {\pm} 0.18$           | $-0.81 \pm 0.19$   | $-1.78 \pm 0.24$   | $-0.45 \pm 0.17$                 |                  |                  |
| Mkn 1087c        | no              | $8.23 \pm 0.10$   | $0.99 {\pm} 0.25$           | $-1.46 {\pm} 0.27$ |                    | $-0.52 \pm 0.19$                 |                  |                  |
| Haro 15 C        | no              | $8.37 \pm 0.12$   | $-0.23 \pm 0.16$            | $-1.03 \pm 0.15$   | $-1.71 \pm 0.36$   | $-0.65 {\pm} 0.28$               |                  | -2.18:           |
| Haro 15 ESE      | si              | $8.10 {\pm} 0.06$ | $0.66 {\pm} 0.10$           | $-1.35 \pm 0.11$   | $-1.89 {\pm} 0.18$ | $-0.68 {\pm} 0.19$               |                  |                  |
| Mkn 1199         | no              | $8.75 \pm 0.22$   | $-0.36 \pm 0.29$            | $-0.68 \pm 0.25$   | $-1.54 {\pm} 0.59$ | $-0.58 {\pm} 0.54$               |                  | $-1.76 \pm 0.28$ |
| Mkn 1199 NE      | no              | $8.46 \pm 0.15$   | $-0.19 \pm 0.19$            | $-1.20 \pm 0.18$   | $-1.54 {\pm} 0.44$ | $-0.65 {\pm} 0.39$               |                  |                  |
| Mkn 5            | si              | $8.07 \pm 0.04$   | $0.25 {\pm} 0.08$           | $-1.38 \pm 0.07$   | $-1.62 \pm 0.11$   | $-0.80 \pm 0.13$                 | $-2.31 \pm 0.12$ | $-1.96 \pm 0.2$  |
| IRAS 08208+2816  | si              | $8.33 {\pm} 0.08$ | $0.43 {\pm} 0.12$           | $-0.89 \pm 0.12$   | $-1.64 \pm 0.22$   | $-0.67 \pm 0.19$                 | $-2.51 \pm 0.17$ | $-1.95 \pm 0.2$  |
| IRAS 08339+6517  | no              | $8.45 \pm 0.10$   | $0.53 {\pm} 0.16$           | $-0.94 \pm 0.21$   |                    | $-0.45 {\pm} 0.18$               |                  |                  |
| IRAS 08339+6517c | no              | $8.38 {\pm} 0.10$ | $0.81 {\pm} 0.21$           | $-1.13 \pm 0.29$   |                    | -0.55:                           |                  |                  |
| POX 4            | si              | $8.03 \pm 0.04$   | $0.74 {\pm} 0.06$           | $-1.54 \pm 0.07$   | $-1.80 \pm 0.10$   | $-0.78 \pm 0.10$                 |                  | $-2.17 \pm 0.11$ |
| POX 4c           | no              | $8.14 \pm 0.14$   | $-0.32 \pm 0.25$            | $-1.79 \pm 0.29$   |                    | $-0.43 \pm 0.36$                 |                  |                  |
| UM 420           | si              | $7.95 \pm 0.05$   | $0.00 {\pm} 0.08$           | $-1.11 \pm 0.08$   | $-1.66 \pm 0.15$   | $-0.71 \pm 0.13$                 |                  | $-2.16 \pm 0.15$ |
| SBS 0926+606 A   | si              | $7.94 \pm 0.08$   | $0.42 \pm 0.15$             | $-1.45 \pm 0.13$   | $-1.60 \pm 0.17$   |                                  | $-2.34 \pm 0.16$ | $-1.99 \pm 0.21$ |
| SBS 0926+606 B   | no              | $8.15 \pm 0.22$   | 0.21:                       | -1.35:             |                    |                                  |                  |                  |
| SBS 0948+532     | si              | $8.03 \pm 0.05$   | $0.61 {\pm} 0.08$           | $-1.42 \pm 0.09$   | $-1.69 \pm 0.16$   | $-0.73 \pm 0.13$                 |                  | $-1.78 \pm 0.11$ |
| SBS 1054 + 365   | si              | $8.00 {\pm} 0.08$ | $0.70 \pm 0.15$             | $-1.41 \pm 0.15$   | $-1.79 \pm 0.29$   | $-0.67 \pm 0.18$                 | $-2.29 \pm 0.22$ |                  |
| SBS 1054+365 b   | no              | $8.13 \pm 0.17$   | -0.35:                      | $-1.47 \pm 0.27$   |                    |                                  |                  |                  |
| SBS 1211+540     | si              | $7.65 \pm 0.04$   | $0.69 {\pm} 0.07$           | $-1.62 \pm 0.16$   | $-1.47 \pm 0.19$   | $-0.75 \pm 0.12$                 |                  |                  |
| SBS 1319+579 A   | si              | $8.05 \pm 0.07$   | $0.77 \pm 0.12$             | $-1.53 \pm 0.11$   | $-1.76 \pm 0.16$   |                                  | $-2.41 \pm 0.14$ |                  |
| SBS 1319+579 B   | si              | $8.12 \pm 0.13$   | $0.16 \pm 0.24$             | $-1.49 \pm 0.18$   | $-1.76 \pm 0.32$   |                                  |                  |                  |
| SBS 1319+579 C   | si              | $8.15 \pm 0.08$   | $0.18 \pm 0.14$             | $-1.38 \pm 0.12$   | $-1.60 \pm 0.21$   |                                  |                  | -2.55:           |
| SBS 1415 + 437 C | si              | $7.58 \pm 0.05$   | $0.35 \pm 0.10$             | $-1.57 \pm 0.10$   | $-1.62 \pm 0.14$   |                                  | $-2.31 \pm 0.17$ | $-1.91 \pm 0.14$ |
| SBS 1415 + 437 A | si              | $7.61 \pm 0.07$   | $0.42 \pm 0.17$             | $-1.57 \pm 0.16$   | $-1.72 \pm 0.21$   | •••                              |                  | -1.89:           |
| III $Zw 107 A$   | si              | $8.23 \pm 0.10$   | $1.33 \pm 0.49$             | $-1.16\pm0.13$     | $-1.82 \pm 0.22$   | $-0.73 \pm 0.21$                 | $-2.46 \pm 0.17$ | -2.31:           |
| Tol 9            | si              | $8.57 \pm 0.12$   | $0.16 \pm 0.17$             | $-0.81 \pm 0.16$   | $-1.62 \pm 0.27$   | $-0.72 \pm 0.30$                 | $-2.55 \pm 0.22$ | -1.87:           |
| Tol 1457-262 A   | si              | $8.22 \pm 0.08$   | $0.26 \pm 0.13$             | $-1.64 \pm 0.12$   | $-1.88 \pm 0.18$   | $-0.85 \pm 0.21$                 | $-2.56 \pm 0.15$ | -2.41:           |
| Tol 1457-262 B   | si              | $7.97 \pm 0.07$   | $0.39 \pm 0.11$             | $-1.78 \pm 0.14$   | $-1.77 \pm 0.21$   | $-0.90 \pm 0.26$                 | $-2.48 \pm 0.21$ | $-2.19 \pm 0.22$ |
| Tol 1457-262 C   | si              | $8.25 \pm 0.14$   | $0.03 \pm 0.14$             | $-1.72 \pm 0.20$   |                    | -0.81:                           | $-2.54 \pm 0.27$ |                  |
| ESO 566-8        | si              | $8.46 \pm 0.13$   | $-0.19 \pm 0.22$            | $-0.76 \pm 0.16$   |                    | $-0.42 \pm 0.31$                 | $-2.17 \pm 0.29$ | -2.46:           |
| ESO 566-7        | no              | $8.50 \pm 0.22$   | $-0.57 \pm 0.28$            | $-0.82 \pm 0.25$   | •••                |                                  | $-2.49 \pm 0.39$ | •••              |
| NGC 5253 A       | si              | $8.18 \pm 0.04$   | $2.88 \pm 0.18$             | $-0.91 \pm 0.07$   | $-1.58 \pm 0.08$   | $-0.71\pm0.08$                   | $-2.19\pm0.07$   | $-2.10\pm0.12$   |
| NGC 5253 B       | si              | $8.19 \pm 0.04$   | $3.09 \pm 0.14$             | $-1.02\pm0.07$     | $-1.60 \pm 0.08$   | $-0.70\pm0.08$                   | $-2.21\pm0.07$   | $-2.18\pm0.11$   |
| NGC 5253 C       | si              | $8.28 \pm 0.04$   | $1.95 \pm 0.13$             | $-1.50\pm0.08$     | $-1.69\pm0.09$     | $-0.74 \pm 0.08$                 | $-2.30\pm0.08$   | $-2.46\pm0.14$   |
| NGC 5253 D       | si              | $8.31 \pm 0.07$   | $0.56 \pm 0.14$             | $-1.49 \pm 0.10$   | $-1.74 \pm 0.13$   | $-0.70\pm0.15$                   | $-2.30\pm0.13$   | $-2.25\pm0.16$   |

TABLA 10.4: Abundancia de oxígeno, cociente  $O^+/O^{++}$  y cocientes N/O, S/O, Ne/O, Ar/O e Fe/O para nuestra muestra de galaxias WR.

 $^a$ Se indica si $T_{\rm e}$ se ha calculado de forma directa (si) o usando calibraciones empíricas (no).

naturaleza no AGN de las galaxias. A este resultado también llegaremos al estudiar la relación entre las luminosidades en FIR y continuo de radio (ver más abajo). Es curioso notar que, mientras que los modelos de Dopita et al. (2000) parecen reproducir mejor el diagrama de diagnóstico involucrando [OIII] y [NII], los modelos de Kewley et al. (2001) son más apropiados para explicar el diagrama de diagnóstico que considera [OIII] y [SII].

## 10.4 Abundancias químicas del gas ionizado

En la Tabla 10.4, recopilamos la abundancia de oxígeno, el cociente  $O^{++}/O^+$  y los cocientes N/O, S/O, Ne/O, Ar/O e Fe/O para las galaxias analizadas en este tra-



FIGURA 10.7: (*Izquierda*) Cociente N/O en función de la abundancia de oxígeno para las galaxias con estimación directa de  $T_e$ . Se compara con otras muestras de objetos: IT99 (Izotov y Thuan 1999) e Izotov et al. (2004). (*Derecha*) Cociente N/O en función de 12+log(O/H) para las galaxias analizadas en esta tesis (con  $T_e$  directa y empírica). Se compara con otras muestras de objetos: Izotov et al. (2006), van Zee et al. (1998), IT99 (Izotov y Thuan 1999) e Izotov et al. (2004).

bajo. Como comentamos en el apartado anterior, 30 de los 41 objetos independientes analizados poseen medidas directas de la temperatura electrónica (se indican en la tabla). En la Figura 10.7 (izquierda) representamos el cociente N/O en función de la abundancia de oxígeno, comparando con otras muestras de objetos similares (Izotov y Thuan, 1999; Izotov et al. 2004) también basados en  $T_{\rm e}$ . Esta figura indica que el comportamiento de nuestros datos están en acuerdo con anteriores observaciones. Los errores estimados para nuestros objetos son más altos que los determinados por los otros autores. Sin embargo, en muchas ocasiones nuestros datos (obtenidos con los telescopios 4.2m WHT e 2.5m INT) tienen mayor resolución espacial y espectral, además de mejor relación señal-a-ruido, que los obtenidos por el grupo de Izotov (la mayoría con los telescopios 2.1m KPNO y 4m KPNO, aunque también emplean observaciones del telescopio 6.5m MMT). Nosotros, no obstante, hemos considerado con detalle todas las incertidumbres (intensidades de líneas, cocientes de líneas, enrojecimiento, temperaturas electrónicas y densidades electrónicas), empleando un formalismo más realista que ha tenido en cuenta todas las fuentes de error (ver §3.17).

En la Figura 10.7 (derecha) representamos el cociente N/O frente a  $12+\log(O/H)$  para todos los objetos aquí analizados. Además de las dos muestras de comparación anteriores, incluimos los valores observacionales de lzotov et al. (2006) (basados en observaciones del SDSS) y van Zee et al. (1998) (regiones HII en galaxias espirales y cuyas abundancias se calcularon de forma directa o con la calibración empírica de McGaugh 1991). El cociente N/O de una galaxia es, en cierta forma, un indicador del tiempo transcurrido desde que ocurrió la mayor parte de la formación estelar (Edmunds y Pagel 1978). Comprobamos con esta figura que nuestros datos observacionales siguen el patrón esperado:

1. El cociente N/O permanece prácticamente constante para  $12 + \log(O/H) \le 7.6$ .


FIGURA 10.8: (*Izquierda*) Anchura equivalente de H $\beta$  en función del cociente N/O para nuestros datos observacionales. (*Derecha*) Cociente O<sup>++</sup>/O<sup>+</sup> frente a W(H $\beta$ ).

En nuestro caso, para las galaxias SBS 1211+540 y SBS 1415+437 obtenemos log N/O $\sim$  -1.6, similar a los valores encontrados por Izotov y Thuan (1999). Esto parece indicar que el nitrógeno se produce sólo como elemento primario en estrellas masivas, de muy corta vida (Izotov y Thuan 1999; Pilyugin et al. 2003). Las estrellas de masa intermedia aún no han tenido tiempo de evolucionar y liberar sus productos al medio interestelar, algo que sucederá pocos cientos de Ma después. Izotov et al. (2006) argumentaron que la baja dispersión en esta región quizás también se explicaría por el bajo número de estrellas WR esperadas a muy baja metalicidad.

- Existe una considerable dispersión en los datos entre 7.6≲12+log(O/H)≲8.3. Este problema ha sido estudiado por varios autores, proponiéndose dos mecanismos para su explicación: (i) retraso en la producción de N, esto es, liberación del N creado por estrellas de masas intermedias creadas en brotes anteriores de formación estelar, que se suma al nitrógeno creado en las estrellas masivas recientes (Izotov y Thuan 1999), y (ii) pérdida de elementos pesados por vientos galácticos.
- 3. Para 12+log(O/H)≥8.3, el cociente N/O aumenta claramente. Esta tendencia parece ser consecuencia de la dependencia de la metalicidad para la producción de nitrógeno en estrellas de masa intermedia (ver por ejemplo Pilyugin et al. 2003), incrementándose el cociente N/O a mayor metalicidad. Pese a los errores (altos al tener un mayor error en T<sub>e</sub> al incrementarse la metalicidad, ver §3.17), nuestros valores siguen la tendencia observada en otras muestras, como la obtenida por Pilyugin et al. (2003) (no representada porque no se disponen de los datos tabulados en una tabla, pero consultar sus Figuras 3 y 4 para comprobar la correspondencia con nuestros datos). Estos autores concluyeron que existe una contribución significativa a la producción de N por las estrellas de baja masa, que liberarían su material varios Ga después de su nacimiento.



FIGURA 10.9: Representación de los cocientes S/O, Ne/O, Ar/O y Fe/O en función de la abundancia de oxígeno. Comparamos con Izotov y Thuan (1999) e Izotov et al. (2006).

En resumen, la Figura 10.7 puede explicarse por las diferentes historias de formación estelar que atraviesan cada galaxia (Pilyugin et al. 2003). Algunos autores (i.e. lzotov et al. 2006) sugieren que existe una dependencia entre el cociente N/O y la anchura equivalente de H $\beta$ : el cociente N/O crecería al disminuir  $W(H\beta)$ . Pero nuestros datos no parecen mostrar tal comportamiento, como vemos en la Figura 10.8 (izquierda). Izotov et al. (2006) explican este comportamiento por el efecto de estrellas WR, aunque también podría ser consecuencia de una mayor absorción en  $W(H\beta)$  por la población estelar evolucionada, que como hemos visto es más importante a mayor metalicidad (ver Figura 10.5, izquierda).

Como se aprecia en Figura 10.8 derecha, el cociente  $O^{++}/O^+$  parece aumentar con la anchura equivalente de H $\beta$ , esto es, al disminuir la edad del brote de formación estelar. Este comportamiento es el esperado puesto que los brotes más jóvenes poseen de media un mayor grado de excitación, al contar con un número más elevado de estrellas calientes masivas ionizantes.

En la Figura 10.9 representamos los cocientes S/O, Ne/O, Ar/O y Fe/O en función de  $12+\log(O/H)$  para los objetos analizados en este trabajo. Comparamos también con los resultados de otras muestras de similares características (Izotov y Thuan, 1999 e Izotov et al. 2006). De nuevo, la estimación de nuestros errores es superior a la de las otras muestras, pero no por la calidad de los datos sino

TABLA 10.5: Parámetros empleados para las calibraciones empíricas:  $R_{23}$ ,  $P=R_3/R_{23}$ ,  $y=\log(R_3/R_2)$ ,  $N_2$ , O3N2 y el valor de q (en unidades de cm s<sup>-1</sup>) obtenido con la calibración optimizada de Kewley y Dopita (2002).

| Gala ta           | D             | D     |        | N     | O2 NO |             |
|-------------------|---------------|-------|--------|-------|-------|-------------|
| Galaxia           | $\kappa_{23}$ | Р     | y      | $N_2$ | 03N2  | $q_{KD02o}$ |
| HCG 31 B          | 7.93          | 0.408 | -0.162 | 0.101 | 1.381 | 4.91E + 07  |
| HCG 31 C          | 5.42          | 0.571 | 0.125  | 0.104 | 1.349 | 3.76E + 07  |
| HCG 31 E          | 7.12          | 0.511 | 0.020  | 0.090 | 1.486 | 7.40E + 07  |
| HCG 31 F1         | 8.91          | 0.819 | 0.656  | 0.034 | 2.201 | 5.78E + 07  |
| HCG 31 F2         | 7.60          | 0.724 | 0.418  | 0.036 | 2.064 | 6.28E + 07  |
| HCG 31 G          | 8.20          | 0.499 | -0.002 | 0.106 | 1.462 | 6.96E + 07  |
| Haro 15 ESE       | 9.73          | 0.884 | 0.881  | 0.027 | 2.378 | 8.55E + 07  |
| Mkn 5 A1          | 7.58          | 0.748 | 0.473  | 0.051 | 1.915 | 6.96E + 07  |
| Mkn 5 A2          | 8.19          | 0.702 | 0.372  | 0.049 | 1.944 | 1.72E + 08  |
| IRAS 08208+2816 C | 7.77          | 0.793 | 0.583  | 0.129 | 1.558 | 8.55E + 07  |
| Pox 4             | 10.68         | 0.906 | 0.986  | 0.015 | 2.697 | 1.05E + 08  |
| UM 420            | 6.45          | 0.649 | 0.268  | 0.099 | 1.497 | 4.81E + 07  |
| SBS 0926+606 A    | 7.40          | 0.811 | 0.632  | 0.026 | 2.227 | 6.68E + 07  |
| SBS 0948+532      | 8.85          | 0.874 | 0.843  | 0.022 | 2.430 | 2.54E + 08  |
| SBS 1054+365      | 9.33          | 0.893 | 0.920  | 0.020 | 2.503 | 9.10E + 07  |
| SBS 1211+540      | 7.22          | 0.892 | 0.918  | 0.008 | 2.788 | 1.16E + 08  |
| SBS 1319+579 A    | 9.92          | 0.908 | 0.996  | 0.014 | 2.671 | 1.05E + 08  |
| SBS 1319+579 B    | 7.13          | 0.722 | 0.415  | 0.046 | 1.922 | 6.15E + 07  |
| SBS 1319+579 C    | 7.11          | 0.710 | 0.389  | 0.052 | 1.860 | 5.91E + 07  |
| SBS 1415+437 C    | 5.22          | 0.783 | 0.558  | 0.015 | 2.301 | 5.91E + 07  |
| SBS 1415+437 A    | 4.86          | 0.810 | 0.629  | 0.012 | 2.370 | 5.44E + 07  |
| III Zw107         | 7.13          | 0.701 | 0.369  | 0.100 | 1.573 | 5.78E + 07  |
| Tol 9 INT         | 4.58          | 0.689 | 0.345  | 0.252 | 0.973 | 4.16E + 07  |
| Tol 9 NOT         | 4.78          | 0.629 | 0.230  | 0.287 | 0.894 | 3.39E + 07  |
| Tol 1457-262 A    | 9.87          | 0.773 | 0.532  | 0.033 | 2.235 | 4.61E + 07  |
| Tol 1457-262 B    | 9.90          | 0.772 | 0.529  | 0.018 | 2.497 | 4.61E + 07  |
| Tol 1457-262 C    | 9.10          | 0.668 | 0.304  | 0.036 | 2.088 | 3.19E + 07  |
| ESO 566-8         | 5.17          | 0.505 | 0.008  | 0.414 | 0.693 | 3.19E + 07  |
| NGC5253 A         | 9.20          | 0.851 | 0.756  | 0.102 | 1.754 | 6.82E + 07  |
| NGC5253 B         | 9.38          | 0.856 | 0.775  | 0.086 | 1.841 | 7.11E + 07  |
| NGC5253 C         | 8.03          | 0.773 | 0.532  | 0.041 | 2.046 | 2.60E + 08  |
| NGC5253 D         | 7.67          | 0.527 | 0.048  | 0.079 | 1.582 | 7.72E + 07  |
|                   |               |       |        |       |       |             |

por los diferentes formalismos aplicados. Aún así, nuestros datos observacionales corresponden bien con lo esperado (Izotov y Thuan 1999): los cocientes S/O, Ar/O y Ne/O son constantes con O/H al ser elementos- $\alpha$  (producidos, al igual que el oxígeno, en estrellas masivas) y parece observarse un descenso de Fe/O en función de O/H. Este efecto posiblemente sea consecuencia de la depleción del hierro en granos de polvo, que podría ser más importante para galaxias con alta metalicidad (Izotov et al. 2006).

#### 10.4.1 Comparación con abundancias empíricas.

Hemos utilizado los datos de las 30 regiones para las que tenemos medidas de  $T_e$  y, por tanto, determinación directa de la abundancia de oxígeno, para comparar la fiabilidad de las distintas calibraciones empíricas explicadas en §3.14.2. En la Tabla 10.5 recopilamos los parámetros empleados para las calibraciones empíricas, que involucran cocientes de líneas de emisión brillantes:  $R_{23}$ ,  $P=R_3/R_{23}$ ,  $y=\log(R_3/R_2)$ ,  $N_2$  y O3N2. También incluimos en esta tabla el valor de q (en unidades de cm s<sup>-1</sup>) obtenido con la calibración optimizada de Kewley y Dopita (2002). Los resultados encontrados para cada caso se indican en la Tabla 10.6, donde también se incluye la selección entre las ramas de alta y baja metalicidad empleada en cada caso.

|                  | (2000)<br>usand<br>y Terl          | ) usando $F$<br>to $R_{23}$ y $q$ ;<br>levich (200 | <ul><li>23; P0</li><li>KK04:</li><li>2) usan</li></ul> | <ol> <li>Pilyug:<br/>Kobulnic<br/>ido el par</li> </ol> | in (200<br>cky y K<br>ámetro | 1a,b) usa:<br>ewley (20<br>$N_2$ ; PP0 | ndo $R_2$<br>(04) usi<br>(14) Pet | ${}^{3}$ y P;<br>ando R<br>tini y I | KD02: 1<br>23 y q; D<br>2agel (20 | Kewley 2<br>02: Der<br>04), usa | y Dopit<br>iicoló, T<br>indo (a) | a $(2002)$<br>Perlevich $N_2 \ con$ |              |       |
|------------------|------------------------------------|--|--|---|------------------------------|--|-----------------------------------|-------------------------------------|-----------------------------------|---------------------------------|----------------------------------|-------------------------------------|--------------|-------|
|                  | ajust $\epsilon$<br>$T_{\rm e}$ se | e lineal (b)<br>refiere a la                       | $\hat{N}_2 \operatorname{con}$                         | t ajuste cu<br>lancia obt                               | íbico (d<br>tenida e         | c) el pará<br>de forma                 | metro (<br>directa                | 03N2.                               | El valor                          | indicad                         | o en la c                        | columna                             |              |       |
| Galaxia          | Rama                               | $T_{\rm e}$  | EP84   | MRS85   | M91                          | ZKH94                                  | P00                               | P01                                 | KD02                              | KK04                            | D02                              | PP04a                               | PP04b        | PP04c |
| HCG 31 B         | ALTA                               | $8.14 \pm 0.09$                                    | 8.14   | 8.48  | 8.29                         | 8.44                                   | 8.24                              | 8.22                                | 8.41                              | 8.44                            | 8.39                             | 8.33                                | 8.28         | 8.29  |
| HCG 31 C         | ALTA                               | $8.22 \pm 0.05$                                    | 8.25   | 8.89  | 8.67                         | 8.74                                   | 8.47                              | 8.15                                | 7.99                              | 8.12                            | 8.40                             | 8.34                                | 8.29         | 8.30  |
| HCG 31 E         | ALTA                               | $8.13 \pm 0.10$                                    | 8.17   | 8.62  | 8.14                         | 8.53                                   | 8.31                              | 8.18                                | 8.19                              | 8.32                            | 8.35                             | 8.30                                | 8.26         | 8.25  |
| HCG 31 F1        | BAJA                               | $8.07 \pm 0.07$                                    | 8.02   | 8.30  | 8.13                         | :                                      | 7.86                              | 8.12                                | 8.46                              | 8.33                            | 8.05                             | 8.07                                | 8.09         | 8.03  |
| HCG 31 F2        | BAJA                               | $8.03\pm0.11$                                      | 7.90   | 8.54  | 8.06                         | 8.48                                   | 7.76                              | 8.13                                | 8.19                              | 8.27                            | 8.06                             | 8.07                                | 8.10         | 8.07  |
| HCG 31 G         | ALTA                               | $8.15\pm0.08$                                      | 8.13   | 8.43  | 8.26                         | 8.40                                   | 8.22                              | 8.11                                | 8.31                              | 8.42                            | 8.41                             | 8.34                                | 8.29         | 8.26  |
| Haro 15 ESE      | ALTA                               | $8.10\pm0.06$                                      | 8.08<br>8.08   | : .   | 8.14                         | : 0                                    | 7.91                              | 8.12                                | 8.48<br>2.5                       | 8.34                            | 7.98                             | 8.01                                | 8.05<br>2.15 | 7.97  |
| Mkn 5 Al         | BAJA                               | 8.07±0.07  | 7.90   | 8.54  | 8.04                         | 8.48<br>5                              | 7.76                              | x.13                                | 8.19                              | 8.26                            | x<br>x<br>x                      | 8.17                                | 8.16<br>0.15 | 8.12  |
| Mkn 5 AZ         | BAJA                               | 8.08±0.07  | 1.95   | 8.43<br>7.0   | 8.14                         | 8.41                                   | 1.81                              | 7.92                                | 8.18<br>2.18                      | 8.33<br>9.73                    | 91.9<br>8                        | 8.15<br>0.00                        | 8.15<br>2.25 | 8.11  |
| IKAS 08208+2816  | ALTA                               | 8.33±0.08  | 8.15<br>7  | 8.50  | 8.55<br>0                    | 8.46                                   | 8.72<br>1 0 1                     | 8.42                                | 8.35                              | 8.25                            | 8.47                             | 8.39<br>00                          | 8.34<br>1.0  | 8.23  |
| Pox 4            | BAJA                               | $8.03\pm0.04$                                      | 8.15   | :   | 8.20                         | :                                      | 7.97                              | 7.92                                | 8.48                              | 8.40                            | 7.78                             | 7.86                                | 7.91         | 7.87  |
| UM 420           | BAJA                               | $7.95\pm0.05$                                      | 7.78   | 8.73  | 7.98                         | 8.61                                   | 7.66                              | 7.85                                | 8.02                              | 8.16                            | 8.20                             | 8.39                                | 8.33         | 8.28  |
| SBS 0926+606 A   | BAJA                               | $7.94 \pm 0.06$                                    | 7.88   | 8.57  | 7.97                         | 8.50                                   | 7.75                              | 7.77                                | 8.17                              | 8.20                            | 7.97                             | 8.00                                | 8.05         | 8.02  |
| SBS 0948+532     | BAJA                               | $7.65 \pm 0.04$                                    | 8.01   | 8.31  | 8.06                         | :                                      | 7.86                              | 7.82                                | 8.34                              | 8.28                            | 7.91                             | 7.95                                | 8.01         | 7.95  |
| SBS $1054 + 365$ | BAJA                               | $8.00 \pm 0.04$                                    | 8.05   | 8.21  | 8.09                         | :                                      | 7.89                              | 7.84                                | 8.48                              | 8.30                            | 7.87                             | 7.93                                | 7.98         | 7.93  |
| SBS $1211 + 540$ | BAJA                               | $7.65 \pm 0.04$                                    | 7.86   | 8.60  | 7.85                         | 8.52                                   | 7.73                              | 7.68                                | 8.02                              | 8.10                            | 7.58                             | 7.70                                | 7.69         | 7.84  |
| SBS 1319+579 A   | BAJA                               | $8.05 \pm 0.07$                                    | 8.09   | :   | 8.13                         | :                                      | 7.93                              | 8.11                                | 8.48                              | 8.33                            | 7.77                             | 7.85                                | 7.90         | 7.88  |
| SBS 1319+579 B   | BAJA                               | $8.12 \pm 0.13$                                    | 7.85   | 8.62  | 8.01                         | 8.53                                   | 7.72                              | 8.13                                | 8.13                              | 8.23                            | 8.14                             | 8.14                                | 8.14         | 8.11  |
| SBS 1319+579 C   | BAJA                               | $8.15 \pm 0.08$                                    | 7.85   | 8.62  | 8.02                         | 8.53                                   | 7.72                              | 8.13                                | 8.12                              | 8.23                            | 8.18                             | 8.17                                | 8.16         | 8.13  |
| SBS 1415+437 C   | BAJA                               | $7.58 \pm 0.05$                                    | 7.63   | 8.91  | 7.72                         | 8.76                                   | 7.53                              | 7.57                                | 7.86                              | 7.99                            | 7.79                             | 7.86                                | 7.92         | 7.99  |
| SBS 1415+437 A   | BAJA                               | $7.61 \pm 0.07$                                    | 7.58   | 8.96  | 7.64                         | 8.80                                   | 7.49                              | 7.50                                | 7.82                              | 7.92                            | 7.72                             | 7.81                                | 7.86         | 7.97  |
| III $Zw107$      | ALTA                               | $8.23 \pm 0.10$                                    | 8.17   | 8.62  | 8.57                         | 8.53                                   | 8.31                              | 8.40                                | 8.13                              | 8.24                            | 8.39                             | 8.33                                | 8.28         | 8.23  |
| Tol 9 INT        | ALTA                               | $8.58 \pm 0.17$                                    | 8.30   | 9.00  | 8.76                         | 8.84                                   | 8.58                              | 8.61                                | 8.95                              | 8.90                            | 8.68                             | 8.56                                | 8.54         | 8.42  |
| Tol 9 NOT        | ALTA                               | $8.55 \pm 0.18$                                    | 8.29   | 8.97  | 8.73                         | 8.81                                   | 8.55                              | 8.56                                | 8.94                              | 8.88                            | 8.72                             | 8.59                                | 8.59         | 8.44  |
| Tol 1457-262 A   | BAJA                               | $8.22 \pm 0.08$                                    | 8.09   | :   | 8.26                         | :                                      | 7.92                              | 8.24                                | 8.58                              | 8.44                            | 8.03                             | 8.05                                | 8.09         | 8.01  |
| Tol 1457-262 B   | BAJA                               | $7.97 \pm 0.07$                                    | 8.09   | :   | 8.26                         | :                                      | 7.92                              | 7.99                                | 8.58                              | 8.44                            | 7.84                             | 7.90                                | 7.96         | 7.93  |
| Tol 1457-262 C   | BAJA                               | $8.25 \pm 0.14$                                    | 8.03   | 8.26  | 8.25                         | :                                      | 7.87                              | 8.22                                | 8.58                              | 8.43                            | 8.07                             | 8.08                                | 8.10         | 8.06  |
| ESO 566-8        | ALTA                               | $8.46 \pm 0.13$                                    | 8.27   | 8.92  | 8.68                         | 8.77                                   | 8.50                              | 8.44                                | 8.92                              | 8.84                            | 8.84                             | 8.68                                | 8.76         | 8.51  |
| NGC 5253 A       | ALTA                               | $8.18 \pm 0.04$                                    | 8.09   | 8.24  | 8.13                         | :                                      | 8.15                              | 8.11                                | 8.53                              | 8.33                            | 8.40                             | 8.34                                | 8.28         | 8.17  |
| NGC 5253 B       | ALTA                               | $8.19 \pm 0.04$                                    | 8.09   | 8.21  | 8.14                         | :                                      | 8.14                              | 8.11                                | 8.48                              | 8.34                            | 8.34                             | 8.29                                | 8.25         | 8.14  |
| NGC 5253 C       | BAJA                               | $8.28 \pm 0.04$                                    | 8.14   | 8.46  | 8.53                         | 8.42                                   | 8.23                              | 8.38                                | 8.67                              | 8.63                            | 8.11                             | 8.11                                | 8.13         | 8.08  |
| NGC 5253 D       | BAJA                               | $8.31 {\pm} 0.07$                                  | 8.15   | 8.52  | 8.19                         | 8.47                                   | 8.26                              | 8.23                                | 8.32                              | 8.37                            | 8.31                             | 8.27                                | 8.23         | 8.22  |

las distintas calibraciones empíricas empleadas: EP84: Edmunds y Pagel (1984) usando el parámetro  $R_{23}$ ; MRS85: McCall, Rybski y Shields (1985) usando  $R_{23}$ ; M91: McGaugh (1991) usando  $R_{23}$  e y; ZKH94: Zaritzky, Kennicutt y Huchra (1994) usando  $R_{23}$  e P00: Pilyugin

Resultados de la abundancia de oxígeno, en forma 12+log(O/H), según

TABLA 10.6:-



FIGURA 10.10: Comparación de las abundancias de oxígeno determinadas de forma directa  $(T_{\rm e}, {\rm siempre en el eje de abcisas})$  con las estimadas empleando calibraciones empíricas. Las gráficas pequeñas indican la desviación de los datos empíricos y los directos. Las seis calibraciones mostradas son: M91: McGaugh (1991); P01: Pilyugin (2001a,b); KD02: Kewley y Dopita (2002); KK04: Kobulnicky y Kewley (2004); D02: Denicoló, Terlevich y Terlevich (2002); PP04b: Pettini y Pagel (2004), usando el ajuste cúbico a  $N_2$ .

TABLA 10.7: Valor medio y dispersión de la diferencia (en valor absoluto) entre la abundancia proporcionada por calibraciones empíricas y la obtenida de forma directa. Los nombres de cada calibración son los mismos empleados en la Tabla 10.6. En la nota se indica si la calibración empírica proporciona resultados tanto por encima como por debajo del valor directo (MEDIA) o son sistemáticamente mayores.

|  | P01   | M91           | KD02          | KK04          | D02           | PP04b | PP04c |
|--|-------|---------------|---------------|---------------|---------------|-------|-------|
| $\begin{array}{c} {\rm Media} \\ \sigma \\ {\rm Nota} \end{array}$ | 0.07  | 0.13          | 0.28          | 0.25          | 0.15          | 0.12  | 0.13  |
|  | 0.05  | 0.12          | 0.18          | 0.13          | 0.09          | 0.10  | 0.11  |
|  | MEDIA | Sistemáticam. | Sistemáticam. | Sistemáticam. | Sistemáticam. | MEDIA | MEDIA |
|  | (1)   | MAYORES       | MAYORES       | MAYORES       | MAYORES (2)   | (3)   | (4)   |

Mavor desviación en la rama baja.

(1) Mayor desviación en la raína Jaja.
(2) Sistemáticamente mayor sólo para 12+log(O/H)>8.2; por debajo de este valor es media.
(3) Mayor desviación para 12+log(O/H)<8.0. Considerando 12+log(O/H)>8.0, Media=0.08 y σ=0.06.
(4) Mayor desviación para 12+log(O/H)<8.0. Considerando 12+log(O/H)>8.0, Media=0.09 y σ=0.06.

De la Tabla 10.6 es evidente el gran rango de abundancias obtenido para un mismo objeto pero usando distintas calibraciones. En la Figura 10.10 representamos las seis calibraciones más importantes de las estudiadas, comparando sus resultados con la abundancia de oxígeno determinada de forma directa (columna  $T_{
m e}$  en la Tabla 10.6).

Para cuantificar la bondad de cada calibración empírica, hemos efectuado un análisis estadístico simple de cada una. En la Tabla 10.7 mostramos la diferencia media y la dispersión (en valor absoluto) entre las abundancias proporcionadas por las calibraciones empíricas y las obtenidas de forma directa para las calibraciones empíricas más importantes. Comprobamos que la que proporciona mejores valores es la dada por Pilyugin (2001a,b), obteniéndose resultados muy próximos a los directos (diferencias inferiores a 0.1 dex en la mayoría de los casos), además de poseer una dispersión baja. Este hecho apoya el convenio utilizado durante este trabajo de usar la calibración empírica de Pilyugin (2001a,b) como punto de inicio para determinar las temperaturas electrónicas y las abundancias químicas de los objetos que no tienen medidas directas de Te. No obstante, las mayores divergencias en esta calibración se tienen precisamente en la rama de baja metalicidad.

Los resultados de las calibraciones de McGaugh (1991), Kewley y Dopita (2002) y Kobulnicky y Kewley (2004), basadas en modelos de fotoionización, proporcionan valores sistematicamente mayores a las estimadas de forma directa, en especial las dos últimas, que suelen ser entre 0.2 y 0.3 dex superiores. También poseen una dispersión mucho mayor que la estimada para la calibración de Pilyugin (2001a,b). Si la diferencia de metalicidad encontrada entre el método directo (muy dependiente de  $T_{\rm e}$  y que usa las líneas de excitación colisional) y los resultados obtenidos mediante calibraciones basadas en modelos de fotoionización fuesen reales, podría sugerir la presencia de fluctuaciones de temperatura en el gas ionizado de estos objetos. Este resultado es coherente con la conclusión que alcanzamos en §9.6 al analizar NGC 5253: las abundancias iónicas de  $O^{++}/H^+$  y  $C^{++}/H^+$  obtenidas a partir de líneas de recombinación (que dependen poco de  $T_{\rm e}$ ) son sistemáticamente 0.2 - 0.3 dex mayores que las estimadas usando el método directo. Esta discrepancia de abundancias se ha encontrado en otros objetos Galácticos y extragalácticos (consultar Tabla 9.13) y son del mismo orden que las diferencias encontradas entre las abundancias proporcionadas por modelos de fotoionización y empleando  $T_{\rm e}$  en las calibraciones empíricas. La conclusión de que existan fluctuaciones de temperatura en el gas ionizado de galaxias *starbursts*, alcanzada también por Peimbert et al. (2006), es muy importante para el estudio de la evolución química de las galaxias y del Universo puesto que, en caso de ser cierta, la gran mayoría de las determinaciones de abundancias en objetos extragalácticos (incluidas las de esta tesis) estarían subestimadas al menos entre 0.2 y 0.3 dex. Nuevos esfuerzos observacionales (detección de líneas de recombinación en más objetos extragalácticos) y teóricos (refinamiento de los modelos) son necesarios para confirmar este comprometido resultado.

Por otro lado, para las calibraciones involucrando un ajuste lineal al cociente  $N_2$ (Denicoló et al. 2002, Pettini y Pagel 2004) encontramos que son sistemáticamente ~0.15 dex mayores que las abundancias obtenidas de forma directa, especialmente para altas metalicidades. No obstante, la calibración de Pettini y Pagel (2004) efectuando un ajuste cúbico a  $N_2$  sí parece reproducir mejor las abundancias directas, especialmente en el rango de metalicidad media y alta (12+log(O/H)>8.0), donde obtenemos un error promedio de ~0.08 dex. La calibración empírica entre la abundancia de oxígeno y el parámetro O3N2 propuesta por Pettini y Pagel (2004) también parece proporcionar unos resultados aceptables para valores de 12+log(O/H)>8.0, con un error medio de ~0.1 dex.

#### 10.4.2 Relación metalicidad-luminosidad

Como se comentó en §4.4.2, una forma útil de distinguir entre galaxias enanas prexistentes y candidatos a TDGs es mediante el uso de diagramas luminosidadmetalicidad. En la Figura 10.11 representamos la abundancia de oxígeno frente a las magnitudes absolutas en los filtros B, J, H y  $K_s$ . En el diagrama involucrando  $M_B$ hemos incluido la relación proporcionada por Richer y McCall (1995) para galaxias enanas e irregules ( $M_B \geq -18$ ), extrapolada para altas luminosidades. Excepto dos puntos candidatos a TDGs (objetos #1 y #3 de Mkn 1087, señalados como triángulos rojos en la figura), el resto de objetos enanos se sitúan relativamente cerca de la relación. Para magnitudes superiores a -18, comprobamos que la mayoría de los puntos se encuentran por debajo de la relación. Como ya sugerimos en los Capítulos 7 y 8, quizás en estos casos la luminosidad azul del brote de formación estelar esté desplazando los puntos hacia la izquierda en el diagrama luminosidadmetalicidad. Para comprobar este efecto, hemos usado las magnitudes en NIR en busca de una relación más evidente. No obstante, como vemos en la Figura 10.11, la situación no cambia sustancialmente. En el diagrama involucrando  $M_K$  indicamos las relaciones obtenidas por Salzer et al. (2005) y Mendes de Oliveira et al. (2006). Para  $M_K < -19$  las relaciones de Salzer et al. (2005) parecen no tener un mal ajuste a nuestros datos.



FIGURA 10.11: Diagramas entre la metalicidad [expresada como 12+log(O/H)] y la luminosidad (magnitud absoluta) en varios filtros. Los triángulos rojos representan a los objetos #1 y #3 de Mkn 1087 y son candidatos a TDGs. El diagrama considerando  $M_B$  incluye la relación de Richer y McCall (1995), extrapolada para altas luminosidades. El diagrama con  $M_K$  incluye las relaciones de Salzer et al. (2005) y Mendes de Oliveira et al. (2006).

#### 10.4.3 Relación metalicidad-color

También hemos analizado la dependencia entre el color observado en cada galaxia y la metalicidad que posee. En la Figura 10.12 representamos los resultados obtenidos para los seis colores ópticos y NIR estudiados. Aunque existe una gran dispersión en los datos, la tendencia general es que los colores parecen *enrojecerse* al aumentar la abundancia de oxígeno del gas ionizado. Este hecho sugiere, de nuevo, la relativa importancia de las poblaciones de estrellas más evolucionadas existentes en las galaxias, y está de acuerdo tanto con los modelos de evolución como otros estudios observacionales (i.e. Jansen et al. 2000; Lilli, Carollo y Stockton 2003). En ausencia de otros efectos (como la extinción), el nacimiento de nuevas generaciones de estrellas en una galaxia provocará paulatinamente el aumento de las poblaciones de masa baja e intermedia, que son las que constituyen la componente de baja luminosidad, incrementando su importancia. Por lo tanto, es de esperar que al evolucionar el sistema (aumento de metalicidad) los colores están cada vez más dominados por la componente evolucionada, por lo que se encontrarán más enrojecidos.



FIGURA 10.12: Diagramas entre la metalicidad [expresada como  $12 + \log(O/H)$ ] y el color de las galaxias analizadas en esta tesis.

## 10.5 Ritmos de formación estelar

La Tabla 10.8 recopila las luminosidades en *B*, H $\alpha$ , FIR, 15  $\mu$ m, 60  $\mu$ m y 1.4 GHz para las galaxias analizadas en este trabajo. Estos valores se han empleado para determinar el ritmo de formación (SFR) en cada caso particular. En la Tabla 10.9 mostramos los valores del SFR encontrado para cada galaxia, comprobando que, en general, la correspondencia es buena. Esto se puede apreciar gráficamente en la Figura 10.13, donde comparamos el SFR obtenido con nuestros datos en H $\alpha$ (corregido tanto por extinción como por la contaminación de [NII]) con los valores conseguidos con las luminosidades de FIR 15  $\mu$ m, 60  $\mu$ m y 1.4 GHz. El diagrama involucrando  $L_{15\,\mu\text{m}}$  parece poseer una dispersión mayor, pero esta calibración es más incierta. Como caso peculiar, vemos que ESO 566-8 siempre aparece lejos de tener una buena correspondencia. Esta observación, junto al hecho de que esta galaxia no sigue la relación FIR-continuo de radio (ver más abajo), sugiere que ESO 566-8 posee algún tipo de actividad adicional al *starburst* (AGN o radiogalaxia), algo ya comentado al analizar este sistema.

| Galaxia         |                        | $L_{H\alpha} = 1$                    | $L_{\rm FIR} = 1$   | $L_{15 \mu m} = 1$  | $L_{60  \mu m}$                     | $L_{1.4 \text{ GHz}}^{a}$           |
|-----------------|------------------------|--------------------------------------|---------------------|---------------------|-------------------------------------|-------------------------------------|
|                 | $10^{\circ} L_{\odot}$ | 10 <sup>40</sup> erg s <sup>-1</sup> | 1042 erg s          | 1022 W Hz 1         | 10 <sup>20</sup> W Hz <sup>-1</sup> | 10 <sup>20</sup> W Hz <sup>-1</sup> |
| HCG 31 AC       | $171 \pm 6$            | 60.4                                 | $72 \pm 6$          | $3.9 {\pm} 0.7$     | $14.1 \pm 1.1$                      | $79 \pm 11$                         |
| HCG31B          | $49 \pm 1.8$           | 1.66                                 |                     |                     |                                     | $7.5 \pm 1.1$                       |
| HCG31F          | $3.5 \pm 0.19$         | 2.51                                 |                     |                     |                                     |                                     |
| HCG31G          | $61\pm 2$              | 5.61                                 |                     |                     |                                     | $11.9 \pm 1.8$                      |
| Mkn1087         | $1124 \pm 83$          | 56.6                                 | $228 \pm 23$        | $15 \pm 4$          | $45\pm5$                            | $178 \pm 9$                         |
| Haro15          | $346 \pm 13$           | $42\pm 5$                            | $62\pm 6$           | $11 \pm 3$          | $12.2 \pm 1.1$                      | $160 \pm 9$                         |
| Mkn1199         | $292 \pm 11$           | $49 \pm 7$                           | $116\pm 6$          | $9.8 \pm 1.1$       | $23.8 \pm 1.2$                      | $126 \pm 4$                         |
| Mkn5            | $2.62 \pm 0.10$        | $0.510 {\pm} 0.014$                  | $0.30 {\pm} 0.02$   | < 0.087             | $0.036 {\pm} 0.007$                 | $3.9 {\pm} 0.8$                     |
| IRAS 08208+2816 | $513 \pm 14$           | $142 \pm 12$                         | $254 \pm 22$        | < 5.5               | $49.7 \pm 4$                        | $657 \pm 26$                        |
| IRAS 08339+6517 | $636 \pm 23$           | $117 \pm 5$                          | $198.6 \pm 1.8$     | $18.3 \pm 1.8$      | $42.6 \pm 0.3$                      | $249 \pm 37$                        |
| POX 4           | $48.3 \pm 0.5$         | $38.4 \pm 1.2$                       | $6.9 {\pm} 0.5$     | $<\!24$             | $1.56 {\pm} 0.14$                   | $10.4 \pm 1.2$                      |
| UM 420          | $1577 \pm 44$          | $47 \pm 3$                           |                     |                     |                                     | $74 \pm 34$                         |
| SBS 0926+606A   | $12.8 \pm 0.4$         | $9.4 \pm 0.4$                        | $5.8 \pm 0.6$       | 2.8                 | $1.01 \pm 0.17$                     | $10\pm 2$                           |
| SBS 0926 + 606B | $13.8 \pm 0.4$         | $2.4 \pm 0.2$                        |                     |                     |                                     |                                     |
| SBS 0948+532    | $36.8 \pm 1.0$         | $78 \pm 3$                           |                     |                     |                                     | <38                                 |
| SBS 1054+365    | $0.652 {\pm} 0.018$    | $0.450 {\pm} 0.017$                  | $0.23 \pm 0.03$     | < 0.042             |                                     | < 0.092                             |
| SBS 1211 + 540  | $0.264 {\pm} 0.007$    | $0.141 \pm 0.005$                    |                     |                     |                                     | < 0.50                              |
| SBS 1319+579    | $9.6 \pm 0.3$          | $2.38 \pm 0.15$                      |                     |                     |                                     | < 2.9                               |
| SBS 1415 + 437  | $1.00 \pm 0.03$        | $0.50 \pm 0.02$                      |                     |                     |                                     | < 0.052                             |
| III $Zw 107$    | $178\pm5$              | $40.1 \pm 1.8$                       | $50 \pm 8$          | <7.3                | $10.4 \pm 1.5$                      | $62 \pm 4$                          |
| Tol 9           | $79 \pm 2$             | $22.9 \pm 1.6$                       | $35.4 \pm 1.6$      | $2.5 \pm 0.7$       | $6.1 \pm 0.5$                       | $87.3 \pm 1.6$                      |
| Tol 1457-262    | $121 \pm 3$            | $63 \pm 3$                           | $82\pm6$            | < 6.5               | $17.2 \pm 1.1$                      | $216 \pm 10$                        |
| ESO 566-8       | $349 \pm 10$           | $84 \pm 6$                           | $361 \pm 19$        | $38 \pm 5$          | $79 \pm 4$                          | $1968 \pm 60$                       |
| NGC 5253        | $7.6 {\pm} 0.4$        |                                      | $1.759 {\pm} 0.006$ | $0.326 {\pm} 0.003$ | $0.389 {\pm} 0.001$                 | $1.112 {\pm} 0.04$                  |

TABLA 10.8: Luminosidades en B, H $\alpha$ , FIR, 15  $\mu$ m, 60  $\mu$ m y 1.4 GHz para las galaxias analizadas en esta tesis.

El SFR estimado mediante la luminosidad en *B* (que representa la formación estelar en las últimas centenas de millones de años) es siempre menor que el determinado con el resto de calibraciones (que trazan la componente nebular y las estrellas masivas, de muy pocas decenas de millones de años). Este hecho es resultado del carácter *starburst* de las galaxias. Sólo un objeto, UM 420, parece tener un *SFR*<sub>B</sub> similar al encontrado con H $\alpha$  y 1.4 GHz, lo que podría indicar que este sistema ha estado formando estrellas a un ritmo relativamente elevado durante al menos 100 Ma.

En la Figura 10.14 (izquierda) comparamos el SFR determinado a partir de H $\alpha$  con la abundancia de oxígeno. Observamos que aparentemente galaxias más metálicas poseen ritmos de formación estelar más elevados. Por otro lado, si consideramos el SFR por unidad de brillo, SFR(H $\alpha$ )/ $L_B$ , en función de la abundancia de oxígeno (ver Figura 10.14, derecha), parece apreciarse que las galaxias menos metálicas poseen valores mayores de SFR(H $\alpha$ )/ $L_B$ , sugiriendo que en estos lugares los brotes de formación estelar son relativamente más intensos.

#### 10.5.1 Calibración de SFR con $L_X$ para galaxias starbursts

Como se explicó en  $\S4.5$ , se han propuesto varias relaciones entre el SFR y la luminosidad en rayos-X. Sin embargo, las relaciones propuestas hasta la fecha no parecen ser muy apropiadas para *starbursts* jóvenes. Por ejemplo, como vimos en el Capítulo 8 al analizar la galaxia IRAS 08339+6517, la relación entre  $L_X$  y SFR proporcionada por Ranalli et al. (2003) (Ecuación C.23) proporciona valores muy altos comparados con los obtenidos en otras longitudes de onda. Stevens y Strickland (1998b) en-

| Galaxia         | В    | $H\alpha$       | FIR             | $15~\mu{ m m}$  | $60~\mu{ m m}$  | $1.4~\mathrm{GHz}^a$ | $1.4~\mathrm{GHz}^b$ | q     |
|-----------------|------|-----------------|-----------------|-----------------|-----------------|----------------------|----------------------|-------|
| HCG 31 AC       | 0.50 | 4.79            | $3.3 \pm 0.3$   | $1.2 \pm 0.2$   | $2.8 \pm 0.2$   | $1.98 \pm 0.3$       | $9.4 \pm 1.3$        | 2.39  |
| HCG 31 B        | 0.14 | 0.13            |                 |                 |                 | $0.19 \pm 0.03$      | $0.90 \pm 0.13$      |       |
| HCG 31 F        | 0.01 | 0.20            |                 |                 |                 |                      |                      |       |
| HCG 31 G        | 0.18 | 0.45            |                 |                 |                 | $0.30\pm0.04$        | $1.4 \pm 0.2$        |       |
| Mkn 1087        | 3.26 | 4.50            | $10.3 \pm 1.1$  | $4.6 \pm 1.3$   | $8.8 \pm 1.0$   | $4.5 \pm 0.2$        | $21.2 \pm 1.1$       | 2.53  |
| Haro 15         | 1.00 | $3.3 \pm 0.4$   | $2.8 \pm 0.3$   | $3.2 \pm 0.9$   | $2.4 \pm 0.2$   | $4.0 \pm 0.2$        | $19.0 \pm 1.1$       | 2.01  |
| Mkn 1199        | 0.85 | $3.9 \pm 0.6$   | $5.2 \pm 0.3$   | $3.0 \pm 0.3$   | $4.7 \pm 0.2$   | $3.16 \pm 0.10$      | $15.0 \pm 0.5$       | 2.39  |
| Mkn 5           | 0.01 | 0.04            | 0.01            | < 0.03          | 0.01            | $0.10 \pm 0.02$      | $0.46 \pm 0.10$      | >1.32 |
| IRAS 08208+2816 | 1.49 | $11.3 \pm 0.9$  | $11.4 \pm 1.0$  | < 1.68          | $9.7 \pm 0.8$   | $16.4 \pm 0.7$       | $78 \pm 3$           | 2.01  |
| IRAS 08339+6517 | 1.84 | $9.3 \pm 0.4$   | $8.93\pm0.08$   | $5.6 \pm 0.6$   | $8.36 \pm 0.06$ | $6.2 \pm 0.9$        | $30 \pm 4$           | 2.33  |
| POX 4           | 0.14 | $3.05 \pm 0.10$ | $0.31\pm0.02$   | < 7.48          | $0.31 \pm 0.03$ | $0.26 \pm 0.03$      | $1.24 \pm 0.15$      | 2.25  |
| UM 420          | 4.57 | $3.7 \pm 0.2$   |                 |                 |                 | $1.9 \pm 0.8$        | $9 \pm 4$            |       |
| SBS 0926+606A   | 0.04 | $0.75\pm0.04$   | $0.26\pm0.03$   | < 0.86          | $0.20\pm0.03$   | $0.25 \pm 0.06$      | $1.2 \pm 0.3$        | 2.18  |
| SBS 0926+606B   | 0.04 | $0.19\pm0.02$   |                 |                 |                 |                      |                      |       |
| SBS 0948+532    | 0.11 | $6.2 \pm 0.2$   |                 |                 |                 | < 0.95               | < 4.50               |       |
| SBS 1054+365    | 0.00 | 0.04            | 0.01            | < 0.01          | 0.01            |                      |                      | 2.82  |
| SBS 1211+540    | 0.00 | 0.01            |                 |                 |                 | < 0.01               | < 0.06               |       |
| SBS 1319+579    | 0.03 | $0.19\pm0.01$   |                 |                 |                 | < 0.07               | < 0.34               |       |
| SBS 1415+437    | 0.00 | 0.04            |                 |                 |                 | < 0.01               | < 0.01               |       |
| III Zw 107      | 0.52 | $3.19 \pm 0.14$ | $2.26 \pm 0.4$  | < 2.24          | $2.0 \pm 0.3$   | $1.52 \pm 0.09$      | $7.2 \pm 0.5$        | 2.34  |
| Tol 9           | 0.23 | $1.82 \pm 0.12$ | $1.59 \pm 0.07$ | $0.76 \pm 0.21$ | $1.2 \pm 0.1$   | $2.18 \pm 0.04$      | $10.39 \pm 0.19$     | 2.03  |
| Tol 1457-262    | 0.35 | $5.0 \pm 0.3$   | $3.67 \pm 0.3$  | < 1.99          | $3.4 \pm 0.2$   | $5.4 \pm 0.3$        | $25.7 \pm 1.2$       | 2.00  |
| ESO 566-8       | 1.01 | $6.7 \pm 0.5$   | $16.23 \pm 0.9$ | $11.6 \pm 1.4$  | $15.4 \pm 0.8$  | $49.2 \pm 1.5$       | $234 \pm 7$          | 1.69  |
| NGC 5253        | 0.02 |                 | 0.08            | 0.10            | 0.08            | 0.03                 | $0.13 \pm 0.01$      | 2.62  |

TABLA 10.9:- Valores del SFR estimado usando distintas luminosidades y calibraciones. La última columna recopila el parámetro q, definido en §4.6 (ver Ecuación 4.2).

 $^a$  Para $M>5~M_{\odot}.$   $^b$  Para  $M>0.1~M_{\odot}.$ 

contraron que las luminosidades en rayos X de galaxias WR son considerablemente mayores que las de otras galaxias con luminosidades en *B* similares, consecuencia de la mayor ocurrencia de superburbujas y explosiones de supernova en este tipo de galaxias.

Hemos empleado la muestra de galaxias WR proporcionada por Stevens y Strickland (1998a,b) para buscar una calibración tentativa entre  $L_X$  y SFR para estos sistemas. El procedimiento a seguir es el siguiente. Primero, como casi todas las galaxias WR observadas por estos autores en rayos-X en el rango 0.2–2.0 keV usando el satélite ROSAT poseen medidas del satélite IRAS en FIR, buscamos una relación entre  $L_{FIR}$  y  $L_X$ , tal y como se muestra en la Figura 10.15 (izquierda). Observamos que la correspondencia entre ambas es buena, por lo que procedemos a hacer un ajuste linear (en escalas logarítmicas) entre ambas cantidades. Así, encontramos

$$\log L_{FIR} = (6.85 \pm 6.19) + (0.902 \pm 0.154) \log L_X, \tag{10.2}$$

con un coeficiente de correlación de r=0.834. Usando la relación proporcionada por Kennicutt (1998) entre  $L_{FIR}$  y SFR (Ecuación C.10), encontramos la siguiente relación entre  $L_X$  suaves (0.2–2.0 keV) y el SFR:

$$SFR_X = 3.186 \times 10^{-37} L_X^{0.9}.$$
 (10.3)

Representamos los valores del SFR obtenidos para la muestra de Stevens y Strickland (1998a,b) usando esta nueva relación en la Figura 10.15 (derecha), comparando con el SFR conseguidos usando FIR. La línea roja indica  $SFR_X = SFR_{FIR}$ . Comprobamos que la correspondencia es relativamente buena. Siguiendo el estudio de estos



FIGURA 10.13: Comparacion entre el SFR determinado usando el flujo de H $\alpha$  (corregido por extinción y contaminación de [N II], eje de abcisas) con los estimados empleando las luminosidades en FIR, 15  $\mu$ m, 60  $\mu$ m y 1.4 GHz. El valor del flujo de H $\alpha$  de Mkn 1087 es un límite inferior. Las líneas punteadas representan el punto en el que ambas estimaciones coinciden.

autores, no hemos considerado en este ajuste ni la galaxia NGC 5408 (posiblemente la fuente de rayos-X no está asociada realmente a este objeto) ni NGC 5253 (los autores señalan que su emisión en rayos-X es peculiar).

Por ejemplo, para IRAS 08339+6517 obtuvimos que la expresión de Ranalli et al. (2003) proporciona  $SFR_X = 61.8 \ M_{\odot} \ yr^{-1}$ , mientras que con la nueva relación obtenemos  $SFR_X = 6.4 \ M_{\odot} \ yr^{-1}$ , valor bastante similar al encontrado en este objeto (SFR~9.5  $M_{\odot} \ yr^{-1}$ , ver Capítulo 8). Sólo tenemos medidas en rayos-X para cuatro galaxias de nuestra muestra (ver Tabla 5.13): IRAS 08339+6517, NGC 5253 (con la que obtendríamos  $SFR_X \sim 0.02 \ M_{\odot} \ yr^{-1}$ ), HCG 31 (con la que determinamos  $SFR_X \sim 2.0 \ M_{\odot} \ yr^{-1}$ ) y Tol 9 (no exactamente en el mismo rango de frecuencias y sólo un límite superior, con el que obtenemos  $SFR_X < 0.9 \ M_{\odot} \ yr^{-1}$ ). Todos estos datos son sólo algo inferiores a los encontrados en estas galaxias con el resto de calibraciones (ver Tabla 10.9).



FIGURA 10.14: (*Izquierda*) SFR(H $\alpha$ ) en función de 12+log(O/H). (*Derecha*) SFR(H $\alpha$ )/ $L_B$  en función de 12+log(O/H). Notar que el eje de ordenadas se encuentra dividido por claridad.



FIGURA 10.15: (*Izquierda*) Luminosidad de rayos-X suaves (en el rango 0.2–2.0 keV) en función de la luminosidad en FIR y ajuste lineal (línea roja) para la muestra de galaxias WR observadas por Stevens y Strickland (1998a,b). (*Derecha*) Relación entre el ritmo de formación estelar encontrado con la calibración en rayos-X propuesta en este trabajo (Ecuación 10.3) y el encontrado a partir de la luminosidad en FIR. La línea roja continua representa la zona en la que ambas calibraciones proporcionan idéntico valor.

### 10.6 Correlación FIR/radio

Podemos emplear los datos de las luminosidades mostrados en la Tabla 10.8 para comprobar que nuestras galaxias siguen la correlación FIR/radio. En la Figura 10.16 (izquierda) representamos la luminosidad a 1.4 GHz en función de la luminosidad a 60  $\mu$ m y la relación entre ambas proporcionada por Yun et al. (2001) (nuestra Ecuación 4.4), mientras que en la Figura 10.16 (derecha) representamos  $L_{1.4 \, {\rm GHz}}$ con respecto a la luminosidad total en FIR, junto con la relación dada por Condon et al. (1991) (nuestra Ecuación 4.3). Comprobamos que todos nuestros objetos,



FIGURA 10.16: Relaciones entre la luminosidad en el continuo de radio a 1.4 GHz (en unidades de W Hz<sup>-1</sup>) con la luminosidad a  $60\mu$ m (izquierda) y la luminosidad en FIR (derecha), ambas en unidades de  $L_{\odot}$ . Se incluyen las relaciones de Yun et al. (2001) (nuestra Ecuación 4.4, diagrama de la izquierda) y Condon et al. (1991) (nuestra Ecuación 4.3, diagrama de la derecha).

excepto las galaxias Mkn 5 (cuyo valor del flujo en FIR es muy incierto) y ESO 566-8 (posiblemente una radiogalaxia), siguen ambas relaciones, indicando que son *starbursts* y no están soportados por un AGN. A este resultado ya llegamos anteriormente cuando analizamos los diagramas de diagnóstico (Figura 10.6), y también es apoyado por el hecho de que el parámetro q (definido en §4.6, ver Ecuación 4.2) está en torno al valor medio esperado para galaxias *starbursts*,  $< q > = 2.34 \pm 0.19$  (Condon et al. 1992) (justamente las galaxias Mkn 5 y ESO 566-8 no satisfacen esta condición).

### 10.7 Masas

A lo largo de este trabajo hemos podido determinar las masas de gas ionizado  $(M_{\rm H\,II}, a partir de las imágenes en H\alpha)$ , gas neutro  $(M_{\rm H\,I}, usando datos en la línea de 21 cm de H I de la literatura), masa del cúmulo estelar ionizante <math>(M_{\star})$ , masa de polvo templado  $(M_{\rm dust}, empleando los flujos en FIR)$ , masas keplerianas  $(M_{\rm Kep}, a partir de la cinemática del gas ionizado) y masa dinámica <math>(M_{\rm Dyn}, usando la cinemática del gas atómico)$ . Recopilamos todos estos datos en la Tabla 10.10 juntos a sus correspondientes cocientes con respecto a la luminosidad total en B. Como era de esperar, los valores de las masas crecen con  $M_B$ , como se observa en la Figura 10.17.

En la Figura 10.18 representamos la masa dinámica (que representa la masa total de la galaxia) en función de la magnitud absoluta en varios filtros (B, V, R y J) B. Encontramos una clara correlación entre ambas magnitudes. En este punto, queremos resaltar la importancia del diagrama representado en la Figura 10.18,

|                   | respec                             |                                  | DODICOTT                     |                                |                                   |                                |                          |                              |                         |                                       |  |   |                                  |
|-------------------|------------------------------------|----------------------------------|------------------------------|--------------------------------|-----------------------------------|--------------------------------|--------------------------|------------------------------|-------------------------|---------------------------------------|--|---|----------------------------------|
| Galaxia           | $rac{M_{ m Kep}}{10^8} M_{\odot}$ | $M_{ m Dyn}$<br>$10^8~M_{\odot}$ | $M_{ m HI}$ $10^8~M_{\odot}$ | $M_{ m H~II}$ $10^6~M_{\odot}$ | $M_{ m dust}$<br>$10^6~M_{\odot}$ | $M_{\star}$ $10^{6}~M_{\odot}$ | $\frac{M_{\rm Kep}}{LB}$ | $\frac{M_{\text{Dyn}}}{L_B}$ | $\frac{M_{\rm HI}}{LB}$ | $\frac{M_{\rm HII}}{L_B} \times 10^4$ | $\frac{M_{\rm dust}}{L_B} \times 10^4$ | $\frac{\frac{M_{\star}}{L_B}}{\times 10^4}$ | $\frac{M_{\rm HI}}{M_{\rm Dyn}}$ |
| HCG 31 AC         | 340                                | 850                              | 36.4                         | 8.95                           | 2.56                              | 30.2                           | 1.99                     | 4.96                         | 0.21                    | 5.23                                  | 1.50                                   | 17.7  | 0.04                             |
| HCG 31 B          | 260                                | 54                               | 19.4                         | 0.25                           | :                                 | 4.46                           | 5.31                     | 1.10                         | 0.40                    | 0.51                                  | :                                      | 9.1   | 0.36                             |
| HCG 31 F          | 3.0                                | 15                               | 6.13                         | 0.56                           | :                                 | 0.88                           | 0.85                     | 4.27                         | 1.75                    | 16                                    | :                                      | 25.1  | 0.41                             |
| HCG 31 G          | 21                                 | 68                               | 19.4                         | 0.84                           | :                                 | 6.03                           | 0.34                     | 1.12                         | 0.32                    | 1.38                                  | :                                      | 6.6   | 0.57                             |
| Mkn 1087          | 560                                | 1800                             | 156.                         | 8.42                           | 7.8                               | 73.6                           | 0.50                     | 1.60                         | 0.14                    | 0.75                                  | 0.69                                   | 6.6   | 0.09                             |
| Haro 15           | 120                                | 370                              | $55\pm18$                    | $6.2 \pm 0.7$                  | 2.1                               | $77 \pm 9$                     | 0.35                     | 1.07                         | 0.16                    | 1.80                                  | 0.60                                   | 22.3  | 0.15                             |
| Mkn 1199          | 100                                | 190                              | 12.2                         | $7.3 \pm 1.1$                  | 3.1                               | $140 \pm 21$                   | 0.34                     | 0.65                         | 0.04                    | 2.49                                  | 1.06                                   | 47.9  | 0.06                             |
| Mkn 5             | 21                                 | 36                               | $0.72 \pm 0.09$              | $0.076 \pm 0.002$              | 0.099                             | $0.290 \pm 0.010$              | 8.02                     | 13.74                        | 0.27                    | 2.89                                  | 3.77                                   | 11.1  | 0.02                             |
| IRAS 08208+2816   | 39                                 | $406^{a}$                        | :                            | $21.1 \pm 1.7$                 | 8.84                              | $166 \pm 14$                   | 0.08                     | :                            | :                       | 4.12                                  | 1.73                                   | 32.4  | :                                |
| IRAS 08339 + 6517 | 100                                | 550                              | $53 \pm 6$                   | $18.2\pm0.8$                   | 3.91                              | $226 \pm 10$                   | 0.16                     | 0.86                         | 0.08                    | 2.86                                  | 0.61                                   | 35.5  | 0.10                             |
| POX 4             | 5.0                                | 76                               | 11.2                         | $5.70 \pm 0.18$                | 0.093                             | $9.8 \pm 0.3$                  | 0.10                     | 1.57                         | 0.23                    | 11.8                                  | 0.19                                   | 20.2  | 0.15                             |
| UM 420            | 21                                 | $866^a$                          | :                            | $6.9 \pm 0.4$                  | :                                 | $13.8 \pm 0.9$                 | 0.01                     | :                            | :                       | 0.44                                  | :                                      | 0.87  | ÷                                |
| SBS 0926 + 606A   | :                                  | 23                               | $9.6 \pm 3.6$                | $1.40 \pm 0.07$                | 0.37                              | $3.59 \pm .17$                 | :                        | 1.80                         | 0.75                    | 10.9                                  | 2.86                                   | 28.1  | 0.42                             |
| SBS0 926 + 606B   | :                                  | 45                               | $8.1 \pm 3.61$               | $0.35 \pm 0.03$                | :                                 | $4.8 \pm 0.4$                  | :                        | 3.27                         | 0.59                    | 2.55                                  | :                                      | 34.6  | 0.18                             |
| SBS 0948 + 532    | 21                                 | $69^a$                           | :                            | $11.6\pm0.4$                   | :                                 | $18.8\pm0.7$                   | 0.57                     | :                            | :                       | 31.6                                  | :                                      | 51.2  | :                                |
| SBS 1054 + 365    | 0.78                               | 15                               | $0.61\pm0.06$                | $0.067 \pm 0.002$              | 0.012                             | $0.230 \pm 0.010$              | 1.20                     | 23.01                        | 0.93                    | 10.3                                  | 1.84                                   | 35.3  | 0.04                             |
| SBS 1211+540      | 1.13                               | 1.14                             | $0.24 \pm 0.04$              | $0.021 \pm 0.001$              | :                                 | 0.050                          | 4.27                     | 4.31                         | 0.91                    | 7.90                                  | :                                      | 18.9  | 0.21                             |
| SBS 1319+579      | 86                                 | $28^a$                           | :                            | $0.35 \pm 0.02$                | :                                 | $0.78 \pm 0.05$                | 8.95                     | :                            | :                       | 3.68                                  | :                                      | 8.12  | :                                |
| SBS 1415+437      | 2.5                                | 3.7                              | $0.96 \pm 0.07$              | $0.073 \pm 0.003$              | :                                 | $0.140 \pm 0.010$              | 2.50                     | 3.69                         | 0.96                    | 7.34                                  | :                                      | 14.0  | 0.26                             |
| III Zw 107        | 8.2                                | 110                              | $67 \pm 12$                  | $6.0 \pm 0.3$                  | 1.25                              | $74 \pm 3$                     | 0.05                     | 0.62                         | 0.38                    | 3.35                                  | 0.70                                   | 41.6  | 0.61                             |
| Tol 9             | 12                                 | $115^{a}$                        | $47 \pm 4$                   | $3.4 \pm 0.2$                  | 2.41                              | $27.4 \pm 1.9$                 | 0.15                     | :                            | 0.59                    | 4.31                                  | 3.06                                   | 34.8  | Inf                              |
| Tol 1457-262      | 62                                 | 47                               | 47                           | $9.4\pm0.5$                    | 1.83                              | $41 \pm 2$                     | 0.51                     | 0.39                         | 0.39                    | 7.77                                  | 1.51                                   | 33.7  | 1.00                             |
| ESO 566-8         | 73                                 | $314^{a}$                        | :                            | $12.5\pm0.8$                   | 6.32                              | $45 \pm 3$                     | 0.21                     | :                            | :                       | 3.58                                  | 1.81                                   | 12.9  | :                                |
| NGC 5253          | :                                  | 1.00                             | $0.86\pm0.25$                | :                              | 0.028                             | :                              | :                        | 0.13                         | 0.11                    | :                                     | 0.37                                   | :   | 0.86                             |

#### 10.7. Masas



FIGURA 10.17: Masas de gas ionizado  $(M_{\rm H\,II})$ , de gas neutro  $(M_{\rm H\,I})$ , de polvo templado  $(M_{\rm dust})$  y del cúmulo estelar  $(M_{\star})$ , todas en unidades de masas solares, en función de la magnitud absoluta en *B* para cada una de las galaxias estudiadas.

puesto que no es muy usual encontrar en la literatura medidas directas de la masa (estimada a partir de la cinemática del gas atómica) y la luminosidad (magnitud absoluta en filtros ópticos y NIR). Las mayores divergencias en esta gráfica las encontramos en objetos muy masivos (Mkn 1087 y HCG 31 AC) y en sistemas donde la determinación de  $M_{Dyn}$  es pobre (Tol 1457-262, Mkn 5 y SBS 1054+365). Los ajustes lineales entre  $\log(M_{Dyn})$  y las magnitudes absolutas  $M_B$ ,  $M_V$ ,  $M_R$  y  $M_J$  para nuestros datos nos proporcionan las siguientes relaciones:

$$\log M_{dyn} = (4.86 \pm 0.54) + (-0.27 \pm 0.03)M_B, \tag{10.4}$$

$$\log M_{dyn} = (4.79 \pm 0.70) + (-0.27 \pm 0.04)M_V, \tag{10.5}$$

$$\log M_{dyn} = (4.45 \pm 0.77) + (-0.29 \pm 0.04)M_R, \tag{10.6}$$

$$\log M_{dyn} = (5.29 \pm 0.91) + (-0.24 \pm 0.05)M_J, \tag{10.7}$$

con coeficientes de correlación r de 0.916, 0.879, 0.818 y 0.882. Observamos que las pendientes obtenidas en estos ajustes son muy similares. Dados los errores, el mejor ajuste correspondería a la relación que emplea  $M_B$ . Hemos utilizado esta relación para obtener una medida tentativa de las masas dinámicas de las galaxias que no poseen medidas en HI. Los resultados los hemos incluido en la Tabla 10.10.



FIGURA 10.18: Masa dinámica en función de la magnitud absoluta en B, V, R y J para las galaxias analizadas. Se indica un ajuste lineal a los datos.



FIGURA 10.19: (*Izquierda*) Masa kepleriana en función de masa dinámica de las galaxias analizadas. Los círculos corresponden a objetos con medidas de  $M_{dyn}$  a partir de la cinemática del gas atómico, mientras que los rombos son estimaciones de la masa dinámica considerando nuestra Ecuación 10.4. La línea verde punteada representa los puntos donde  $M_{\text{Kep}}=M_{\text{Dyn}}$ , mientras que la línea roja discontinua es un ajuste a los datos con medidas directas de  $M_{\text{Dyn}}$ . (*Derecha*) Coeficiente de enrojecimiento en función de la masa de polvo templado.

Hemos comparado los valores de las masas dinámicas con los determinados para las masas Keplerianas (a partir de la cinemática del gas ionizado). Es de esperar que éstas sean más pequeñas que la masa total. En la Figura 10.19 (izquierda) representamos ambos valores, comprobando que se cumple esta afirmación excepto en los objetos Tol 1457-262 (con  $M_{Dyn}$  muy incierta) y HCG 31 B (galaxia con evidencias de corrientes de marea en su cinemática, lo que haría sobreestimar su masa Kepleriana). Las galaxias que más se apartan de la relación (SBS 1054+365, POX 4 y III Zw 107) poseen estimaciones pobres de ambos valores. Aunque la dispersión es algo elevada, hemos realizado un ajuste tentativo entre  $M_{Kep}$  y  $M_{Dyn}$ ,

$$\log M_{Kep} = (0.5 \pm 1.5) + (0.89 \pm 0.15) \log M_{dyn}, \tag{10.8}$$

con coeficiente de correlación r=0.858 y que representamos gráficamente en la Figura 10.19 (izquierda). Excepto los casos indicados anteriormente, los objetos parecen seguir esta relación. Hemos incluido los valores de las masas dinámicas estimadas a partir de las luminosidades absolutas en B usando nuestra Ecuación 10.4 en esta figura. La correspondencia no es mala, siendo los puntos más conflictivos los correspondientes a las galaxias SBS 1319+579, IRAS 08208+2816 y UM 420, objetos que parecen presentar corrientes de marea en su cinemática.

Por otro lado, en la Figura 10.19 (derecha) representamos el coeficiente de enrojecimiento en función de la masa de polvo templado. A pesar de alguna divergencia [NGC 5253, pero en este caso el valor de  $C(H\beta)$  es sólo el de una región muy concreta del centro de la galaxia], encontramos una clara relación entre estos dos valores: a mayor cantidad de polvo (por lo tanto, según vimos en la Figura 10.17, mayor luminosidad de la galaxia), la extinción es mayor. Esta conclusión es coherente con otros resultados encontrados anteriormente, como las correlación entre  $C(H\beta)$  y la abundancia de oxígeno. Además, este hecho nos confirma de que una parte significativa del polvo es interno, asociado a la galaxia.

### 10.8 Rasgos de interacción

Por último, examinamos de forma cualitativa los rasgos de interacción observados en cada objeto de nuestra muestra de galaxias Wolf-Rayet. En la Tabla 10.11 recopilamos estos indicadores divididos en varias categorías que hemos definido *ad hoc*: (i) rasgos morfológicos, como la existencia de plumas, colas, TDGs o evidencias de fusión entre galaxias; (ii) la existencia de diferentes abundancias químicas entre distintas regiones dentro del sistema; (iii) rasgos del tipo cinemático como corrientes de marea, cinemáticas desacopladas o evidencias de fusión; y (iv) otros rasgos, como pérdidas de gas neutro o evidencias de interacción en mapas de H1. En la última columna de la Tabla 10.11 reflejamos el grado de interacción que está experimentando cada galaxia, según el número de indicadores positivos de interacción.

Representamos esquemáticamente en la Figura 10.20 el histograma de las categorías del grado de interacción (bajo, probable, alto, muy alto). Vemos que 13 objetos (68% de la muestra) entran dentro de las categorías de alto y muy alto grado de interacción. En 6 de estos objetos (HCG 31, Mkn 1199, IRAS 08339+6517, III Zw

|                              |       | Rasgos m | orfológicos |      | Diferentes  | Rasgos                               | Otros  | GRADO       |
|------------------------------|-------|----------|-------------|------|-------------|--------------------------------------|--------|-------------|
| Galaxia                      | Pluma | Cola     | Fusión      | TDGs | abundancias | $\operatorname{cinem\acute{a}ticos}$ | rasgos | INTERACCIÓN |
| HCG 31 <sup>a</sup>          | х     | х        | Х           | х    | Х           | х                                    | Х      | MUY ALTO    |
| Mkn 1087                     | _     | х        | _           | х    | Х           | Х                                    | _      | MUY ALTO    |
| Haro 15                      | ?     | _        | х           | ?    | Х           | Х                                    | _      | MUY ALTO    |
| Mkn 1199 <sup>a</sup>        | х     | -        | Х           | -    | Х           | Х                                    | Х      | MUY ALTO    |
| Mkn 5                        | _     | _        | _           | _    | _           | —                                    | х      | BAJO        |
| IRAS 08208+2816              | -     | х        | -           | ?    | -           | Х                                    | _      | MUY ALTO    |
| IRAS 08339+6517 <sup>a</sup> | -     | -        | -           | ?    | -           | Х                                    | Х      | ALTO        |
| POX 4                        | х     | -        | -           | -    | Х           | Х                                    | х      | ALTO        |
| UM 420                       | -     | х        | -           | -    | -           | ?                                    | -      | ALTO        |
| SBS 0926+606A                | х     | -        | Х           | -    | -           | Х                                    | _      | ALTO        |
| SBS 0948+532                 | -     | х        | -           | -    | -           | ?                                    | _      | PROBABLE    |
| SBS 1054+365                 | -     | -        | -           | -    | -           | Х                                    | -      | PROBABLE    |
| SBS 1211+540                 | х     | -        | ?           | -    | -           | Х                                    | _      | PROBABLE    |
| SBS 1319+579                 | -     | -        | -           | -    | -           | ?                                    | -      | BAJO        |
| SBS 1415+437                 | -     | -        | -           | -    | -           | -                                    | _      | BAJO        |
| III Zw $107^a$               | -     | х        | ?           | -    | -           | ?                                    | Х      | ALTO        |
| Tol 9                        | -     | х        | -           | -    | -           | Х                                    | х      | ALTO        |
| Tol 1457-262 <sup>a</sup>    | х     | -        | Х           | -    | Х           | Х                                    | _      | ALTO        |
| Arp $256^a$                  | х     | х        | -           | х    | Х           | Х                                    | -      | MUY ALTO    |
| NGC 5253                     | -     | -        | _           | -    | Х           | х                                    | Х      | $BAJO^{b}$  |

TABLA 10.11:- Rasgos de interacción en la muestra de galaxias WR.

 $^a$ Los rasgos de interacción de este objeto ya se sugirieron previamente por otros autores.  $^b$ Las diferentes abundancias y los rasgos cinemáticos pueden explicarse por otras razones.

107, Tol 1457-262 y Arp 256) ya se disponían de evidencias del carácter interactuante, aunque nuestros datos mejoran notablemente el conocimiento de cada sistema. Sólo las galaxias Mkn 5, SBS 1319+579, SBS 1415+437 y NGC 5253 no muestran algún indicativo de interacción en nuestro exhaustivo examen multifrecuencia. Por lo tanto, podemos concluir que la mayoría de los objetos estudiados (16 de los 20) parecen mostrar rasgos de interacción con o entre objetos enanos. Sin lugar a dudas, ésta es una de las causas principales del disparo de la formación estelar en este tipo de *starbursts*.



FIGURA 10.20: Histograma representando gráficamente los resultados mostrados en la Tabla 10.11. Se indica en número de galaxias dentro de cada una de las categorías en las que se ha dividido el grado de interacción.

# Capítulo 11 : Conclusiones

Aunque el universo no está obligado a tener sentido, los estudiantes que persiguen un doctorado sí lo están.

Robert P. Kirshner, Exploding Stars and the Expanding Universe, 1991

 $E_{Rayet}$  extraídas del catálogo de Schaerer et al. (1999) para entender las causas del disparo de la intensa formación estelar observada en este tipo de objetos. Para ello, hemos realizado observaciones profundas involucrando fotometría de banda ancha en el óptico y en el infrarrojo cercano, fotometría de banda estrecha en el filtro H $\alpha$ , y espectroscopía óptica de rendija larga y echelle, completando con datos encontrados en la literatura en frecuencias de rayos-X, ultravioleta, infrarrojo lejano y radio.

Queremos enfatizar el hecho relevante de haber conseguido datos fotométricos (ópticos y NIR) y espectroscópicos de *toda* nuestra muestra de galaxias WR, así como de la coherencia en el tratamiento de datos. También queremos destacar la calidad de los datos obtenidos, especialmente las excepcionales imágenes obtenidas en 2.56m NOT (algunas con *seeing* ~ 0.6") y nuestros profundos datos espectroscópicos echelle obtenidos en VLT de la BCDG NGC 5253.

Hemos analizado en detalle dos grupos de galaxias, HCG 31 y Mkn 1087, donde observamos importantes y complejos rasgos de interacción. Los resultados más destacados en el análisis del grupo compacto HCG 31 son:

- Hemos detectando el rasgo WR en el NGC 1741 (miembro C) y la línea de He II  $\lambda$ 4686 en los miembros F1 y F2.
- Hemos obtenido determinaciones directas de la abundancia de oxígeno para la mayoría de las galaxias del grupo, encontrando valores muy similares en todos los casos a pesar de sus magnitudes absolutas tan diferentes.
- Encontramos distintos indicios que apuntan a que los miembros E y F son galaxias enanas de marea (TDGs) creadas a partir del material rico en gas liberado del complejo A+C.
- HCG 31 es un sistema de galaxias que está sufriendo varios procesos simultáneos de interacción. A y C son los miembros dominantes del grupo

y están ahora en proceso de fusión. Un encuentro fly-by entre G y el complejo A+C produjo una cola de marea de HI al expulsarse gas de la parte externa de A+C. Los miembros E y F podrían haberse originado de inestabilidades producidas en esta estructura rica en gas. El miembro B también está en interacción con el complejo A+C.

Con respecto al análisis de galaxia Mkn 1087 y sus alrededores, concluimos:

- Detectamos un nuevo objeto compañero al norte de Mkn 1087 que corresponde a una galaxia enana externa. También sugerimos que alguno de los objetos encontrados (#1, #3, #11 y #12) son candidatos a TDGs.
- Mkn 1087 puede clasificarse como una galaxia azul compacta luminosa (LCBG) por su color, magnitud absoluta y brillo superficial.
- La compleja geometría de la estructura filamentosa de Mkn 1087 y todos los resultados fotométricos, químicos y cinemáticos pueden explicarse suponiendo que se encuentra en interacción con dos galaxias externas:
  - 1. la relativamente brillante KPG 103a
  - 2. y la nueva galaxia enana compañera situada al norte.

Consideramos que Mkn 1087 y sus alrededores debería clasificarse como un grupo de galaxias en interacción.

Hemos analizado la galaxia **IRAS** 08339+6517 y su galaxia enana compañera, Nuestros datos refuerzan los resultados de las observaciones en HI realizadas por Cannon et al. (2004) según los que ambos objetos están en interacción y que la cola de marea de HI parece está constituida principalmente por material expulsado por IRAS 08339+6517. Además, destacamos:

- IRAS 08339+6517 parece mostrar el débil rasgo WR, pero únicamente en el brote central de la galaxia.
- Hemos detectado distintas poblaciones estelares en esta galaxia, lo que indica la compleja historia de formación estelar experimentanda por este objeto.
- La región B, localizada en el brazo NO de la galaxia principal, tiene la metalicidad más alta del sistema y posee una cinemática peculiar. Podría tratarse de un candidato a TDG, aunque también hay elementos que sugieren que podría tratarse de los restos de un proceso de fusión previo.
- IRAS 08339+6517 podría clasificarse como una LCBG.. Actualmente existen pocas LCBGs detectadas en el universo local pero casi la mitad de ellas poseen compañeros visibles en óptico, presentan morfologías perturbadas y/o están claramente interactuando (Garland et al. 2004). Si las interacciones son las responsables de la actividad en las LCBGs, ello indicaría que quizás eran más comunes a altos desplazamientos al rojo, como los modelos jerarquizados de formación de galaxias predicen [i.e., Kauffman y White (1993), Springel et al. (2005)].

Hemos presentado espectrofotometría profunda echelle de cuatro regiones centrales de la BCDG **NGC 5253**, obteniendo la colección más extensa de líneas de emisión medida hasta la fecha en una galaxia *starburst*. De este estudio destacamos:

- En tres de las regiones hemos medido las líneas de recombinación de CII y OII; es la primera vez que estas líneas se detectan sin ambigüedad en una galaxia HII enana. Hemos estimado las abundancias iónicas de C<sup>++</sup> y O<sup>++</sup> que son entre 0.20 y 0.40 dex mayores que las determinadas mediante las líneas de excitación colisional. Esta discrepancia puede explicarse considerando un parámetro de fluctuaciones de temperatura ( $t^2$ ) entre 0.050 y 0.072.
- Los diagramas posición-velocidad de las líneas de emisión muestran un comportamiento sinusoidal. Sin embargo, el diagrama posición-velocidad obtenido con los rasgos de absorción estelares muestra un patrón completamente consistente con rotación. Este hecho sugiere que el comportamiento de la velocidad radial del gas ionizado es debido a flujos desde el *starburst* central y no un producto de fusión entre galaxias.
- Confirmamos la presencia de enriquecimiento de nitrógeno localizado en dos de las regiones centrales de NGC 5253. Además, detectamos una posible contaminación de He en las mismas zonas. El patrón de enriquecimiento es completamente consistente con el esperado por la contaminación de estrellas masivas en la fase WR. Además, la masa estimada del N y He creado es consistente con el número de estrellas WR determinadas en los *starbursts*.

Finalmente, aunque el resto de galaxias individuales (ver §6.21) también ha proporcionado resultados merecedores de constar aquí, por razones de brevedad sintetizamos las conclusiones generales de la muestra de 20 galaxias en su totalidad:

- Hemos estudiado la presencia del rasgo WR en cada sistema. En la mayoría detectamos el WR *bump* azul, pero no encontramos el WR *bump* rojo en ninguna de las galaxias. Hemos discutido que efectos de apertura y la localización de los brotes con estrellas WR pueden jugar un papel fundamental a la hora de detectar poblaciones de estrellas masivas en galaxias *starbursts*. Hemos analizado la población de estrellas O y WR y comparado con las predicciones de modelos de síntesis de poblaciones, encontrando que éstos parecen sobreestimar el cociente WR/O.
- Hemos obtenido datos fotométricos de alta calidad, que han sido corregidos tanto por extinción (interna y la debida a la Vía Láctea) como por emisión nebular. Comprobamos que la corrección por extinción es muy importante a la hora de clasificar los objetos como enanos, encontrando que la diferencia de valores es mayor al incrementarse la metalicidad. Vemos una buena correspondencia entre nuestros colores y los modelos de síntesis de poblaciones, lo que nos ha permitido estimar las edades de las poblaciones estelares de forma consistente. Las diferencias entre observaciones y modelos pueden explicarse por la presencia de una población estelar subyacente más evolucionada, que es detectada en todos los sistemas.

- Analizamos las propiedades físicas del gas ionizado, determinando densidades y temperaturas electrónicas. Éstas se han calculado de forma directa en 30 de 41 objetos individuales analizados. El coeficiente de enrojecimiento y W<sub>abs</sub> aumenta con la metalicidad de la galaxia. Creemos encontrar una dependencia entre W(Hβ) y la metalicidad, indicando la importancia de la población estelar subyacente al aumentar la metalicidad global de la galaxia. Usando diagramas de diagnóstico comprobamos que todos los objetos pueden clasificarse como regiones H II y no como AGN.
- Hemos estudiado las abundancias químicas de oxígeno y los cocientes O<sup>+</sup>/O<sup>++</sup>, N/O, S/O, Ne/O, Ar/O e Fe/O para las galaxias analizadas en este trabajo, encontrando buena correspondencia con anteriores muestras observacionales y los modelos de evolución química. No parece existir una dependencia entre el cociente N/O y W(Hβ) como otros autores han sugerido; en caso de existir parece probable que sea consecuencia de la población estelar subyacente, que hace disminuir W(Hβ) al incrementarse N/O.
- Utilizando nuestros 30 objetos con medidas directas de la abundancia de oxígeno, hemos comparado con las predicciones de las calibraciones empíricas más comunes. Encontramos los siguientes resultados
  - 1. La calibración que mejor parece reproducir las abundancias directas es la proporcionada por Pilyugin (2001a,b).
  - 2. Las calibraciones empíricas basadas en modelos de fotoinización (Mc-Gaugh 1991; Kewley y Dopita 2002; Kobulnicky y Kewley 2004) proporcionan resultados ~0.2–0.3 sistemáticamente mayores que los obtenidos de forma directa. Este resultado es similar a la diferencia de abundancia obtenida empleando RLs (que tienen poca dependencia en  $T_{\rm e}$ ) y CELs (con mucha dependencia en  $T_{\rm e}$ ) en la BCDG NGC 5253 y en otros objetos Galácticos y extragalácticos, lo que podría sugerir la existencia de fluctuaciones de temperatura en el gas ionizado. Esta conclusión es de vital importancia, puesto que en caso de ser real habría que realizar una profunda revisión de las abundancias químicas en objetos extragalácticos.
  - 3. Las calibraciones tradicionales involucrando el parámetro  $N_2$  parecen sobreestimar la abundancia de oxígeno, aunque la reciente relación cúbica de Pettini y Pagel (2004) parece ajustarse relativamente bien para metalicidades medias y altas.
  - La calibración de Pettini y Pagel (2004) involucrando el parámetro O3N2 parece proporcionar resultados aceptables para metalicidades medias y altas.
- Hemos estudiado la relación metalicidad-luminosidad empleando varios filtros ópticos y NIR. También hemos analizado la dependencia del color con la metalicidad, comprobando que la galaxia parece enrojecerse al aumentar la abundancia de oxígeno.

- Empleando datos multifrecuencia, hemos determinado el ritmo de formación estelar de forma consistente en todos los objetos. La corrección por extinción ha sido importante a la hora calcular el SFR usando la fotometría en Hα. Hemos obtenido una relación tentativa entre la luminosidad en rayos-X suaves (0.2 - 2.0 keV) y el SFR para este tipo de galaxias starburst.
- Hemos determinado las masas de gas ionizado, de gas atómico, de polvo templado, de los cúmulos ionizantes, keplerianas y dinámicas de todos los sistemas con datos disponibles. Todas ellas se incrementan con la luminosidad de la galaxia, lo que nos ha permitido obtener relaciones empíricas entre la masa dinámica de estos sistemas y la magnitud absoluta en filtros ópticos y NIR.
- Por último, examinamos cualitativamente los rasgos de interacción observados en nuestras galaxias durante nuestro exhaustivo análisis multifrecuencia, encontrando que 13 objetos (68% de la muestra) poseen un alto grado de interacción y sólo cuatro sistemas (Mkn 5, SBS 1319+579, SBS 1415+437 y NGC 5253) no poseen ningún indicativo de interacción. Por lo tanto, concluimos que la gran mayoría de los objetos analizados (16 de 20, ~80% de las galaxias estudiadas) muestran rasgos de interacción. Este resultado confirma la hipótesis inicialmente propuesta por Méndez y Esteban (2000) de que las interacciones con o entre objetos enanos son el principal mecanismo de disparo de la formación estelar en galaxias del tipo Wolf-Rayet.

Con respecto al trabajo futuro, disponemos actualmente de datos fotométricos y espectroscópicos de otras galaxias clasificadas como Wolf-Rayet, destacando los sistemas Mkn 33, Mkn 67, Mkn 309, Mkn 930, II Zw 40, II Zw 62, II Zw 71, Tol 30, UM 159, UM 461, Zw 0855+06, SBS 1159+545 y SBS 1533+574. Nuestro objetivo es analizar detalladamente todas estas galaxias aprovechando los conocimientos y procedimientos expuestos en la presente tesis. El análisis preliminar sugiere que *casi* todos de estos nuevos objetos también presentan rasgos de interacción, en algunos casos (II Zw 40 o Zw 0855+06) muy evidentes. Las observaciones en la línea de 21 cm de H<sub>I</sub> son vitales a la hora de entender el papel de las interacciones en la evolución de las galaxias, permitiendo dilucidar la historia dinámica de los sistemas involucrados. Así, hemos desarrollado propuestas de observación tanto en VLA como en ATCA en colaboración con John Hibbard (NRAO, EE.UU.) y Bärbel Koribalski (ATNF, Australia) para los sistemas más importantes de nuestra muestra ampliada. Por ejemplo, hemos obtenido un mapa de radio de la galaxia Tol 30, que ha revelado dos extensas colas de gas atómico surgiendo de direcciones opuestas y precisamente de los lugares donde se localizan las regiones con mayor formación estelar. Asimismo, junto a John Hibbard (NRAO, EE.UU.) estamos realizando un análisis profundo de la cinemática del gas ionizado de candidatos a TDGs en colas de marea, destacando las intensas regiones de formación en la galaxia Arp 188 (ver Figura 4.4), para confirmar definitivamente la naturaleza y evolución de estos objetos enanos.

## APÉNDICE A : Cálculo de la extinción y el enrojecimiento

Tal y como se explicó en §3.9 y §3.10, el polvo presente en las regiones HII y en el medio interestelar **disminuye** las intensidades de las líneas de emisión. Esta extinción depende de la longitud de onda, por lo que la luz también se **enrojece**. Este Apéndice está dedicado a explicar cómo corregir los datos fotométricos y espectroscópicos tanto de extinción interestelar como de enrojecimiento.

### A.1 Leyes de extinción interestelar

Los efectos del polvo son muy difíciles de observar bajo condiciones de laboratorio, por lo que el único modo de cuantificarlos es mediante estudios observacionales. Se pueden simplificar algunos problemas suponiendo que el polvo interestelar se localiza entre la nebulosa y el observador. Esto se conoce como *pantalla de polvo uniforme* y es el supuesto típico empleado para desenrojecer estrellas individuales (Calzetti et al. 1994). En este modelo, la pantalla está físicamente lejos de la nube de gas ionizado, por lo que el efecto del polvo es extinguir el flujo de la fuente eliminando fotones de la línea de visión a través de absorciones y dispersiones por los granos de polvo. En estos casos se puede determinar una ley de extinción sencilla<sup>1</sup>.

La extinción a una longitud de onda concreta,  $A_{\lambda}$ , se define como la magnitud aparente observada menos la que se obtendría sin polvo,  $A_{\lambda} \equiv m_{\lambda} - m_{\lambda}^{0}$ . El exceso de color, definido como  $E(B-V) \equiv A_B - A_V$ , es el parámetro que suele emplearse para medir el enrojecimiento. Es importante subrayar que a lo largo de la línea de visión E(B-V) es aproximadamente proporcional a la densidad columnar de átomos de hidrógeno interestelar,  $N_{\rm H}$ , sin importar que los átomos de hidrógeno se encuentren en forma de HI o dentro de moléculas de H<sub>2</sub> (Binney y Merrifield, 1998).  $E(B-V)/N_{\rm H}$  se denomina cociente polvo-a-gas. Kent, Dame y Fazio (1991) encontraron

$$\frac{E(B-V)}{N_{\rm H}} = 1.724 \times 10^{-22} \ {\rm cm}^2. \tag{A.1}$$

<sup>&</sup>lt;sup>1</sup>Siempre debemos tener en mente que, cuando el flujo proviene de objetos extensos como nebulosas o galaxias, estamos lidiando con geometrías complejas para las que la aproximación de una pantalla de polvo que extingue la luz es insuficiente: el polvo puede estar *mezclado* con el gas (polvo interno) o pueden existir *grumos*. Ver Calzetti et al. (1994) y Calzetti (2000).

Una cantidad que contabiliza tanto la extinción como en enrojecimiento es  $R_V$ , la extinción total-a-selectiva en V, definida como

$$R_V \equiv \frac{A_V}{E(B-V)}.\tag{A.2}$$

Así, una ley de extinción se expresa normalmente de la forma

$$X(x) = \frac{A_{\lambda}}{E(B-V)} = R_V \frac{A_{\lambda}}{A_V},$$
(A.3)

donde  $x \equiv 1/\lambda$  y  $\lambda$  tiene unidades de  $\mu$ m. Whitford (1958) proporcionó una de las primeras leyes de extinción en el óptico, que ha sido utilizada en muchos estudios espectroscópicos porque puede aproximarse en todo el rango óptico con una precisión mejor que el 5% con la función

$$f(\lambda) \equiv \frac{A_{\lambda}}{A_{\rm H\beta}} - 1 = 3.15854 \times 10^{-1.02109\lambda} - 1.$$
 (A.4)

Sin embargo, la primera ley interestelar en el óptico/UV la obtuvo Seaton (1979) a partir de observaciones usando los satélites OAO-2, COPERNICUS y TD-1. Algunos años después, Howarth (1993) usó datos del satélite IUE (*International Ultraviolet Explorer*) para obtener una expresión analítica para la extinción óptica dada por Seaton (1979) y completó con la ley de extinción en NIR tanto para la Vía Láctea como para la Gran Nube de Magallanes (LMC). La ley de extinción combinada de Seaton y Howarth para nuestra Galaxia es la siguiente:

• Uv muy lejano: 7.14  $\ge x \ge 10$ ,  $0.10 \le \lambda(\mu m) \le 0.14$ :

$$X(x) = 16.17 - 3.20x + 0.2975x^{2}$$

- Uv lejano:  $3.65 \ge x \ge 7.14$ ,  $0.14 \le \lambda(\mu m) \le 0.274$ :  $X(x) = 2.29 + 0.848x + 1.01/[(x - 4.60)^2 + 0.280)]$ ,
- UV:  $2.70 \ge x \ge 3.65$ ,  $0.274 \le \lambda(\mu m) \le 0.37$ :

$$X(x) = 1.56 + 1.048x + 1.01/[(x - 4.60)^{2} + 0.280)],$$

• Óptico:  $2.75 \ge x \ge 1.83$ ,  $0.36 \le \lambda(\mu m) \le 0.55$ :

$$K(x) = R_V + 2.56(x - 1.83) - 0.993(x - 1.83)^2,$$

• NIR:  $1.83 \ge x$ ,  $0.55 \le \lambda(\mu m)$ :

$$X(x) = [(1.86 - 0.48x)x - 0.1]x.$$

La primera ecuación usa  $R_V = 3.20$ , pero la última considera  $R_V = 3.10$ . Esta ley de extinción corresponde a la línea discontinua verde en la Figura A.1. Observamos un abultamiento para  $\sim$ 2200 Å, que es consecuencua de granos de polvo pequeños



FIGURA A.1: Cuatro curvas de extinción interestelar diferentes: Seaton (1979) + Howarth (1983) suponiendo  $R_V = 3.1$  (línea discontinua verde), ley de Calzetti et al. (2000) para galaxias *starbursts* con  $R_V=3.1$  (línea punteada azul) y  $R_V = 4.05$  (línea discontinua-punteada azul) y la ley de Cardelli et al. (1989) suponiendo  $R_V=3.1$  (línea continua roja). También se indican los valores para los filtros ópticos y NIR siguendo esta ley.

dentro de la Vía Láctea (Desert et al. 1990), y una subida no lineal en la curva de extinción en el Uv lejano que podría explicarse por el efecto de moléculas grandes, posiblemente hidrocarburos policíclicos aromatizados (PAHs; Léger y Puget 1984). Sin embargo, estos rasgos no se ven (o son mucho menos intensos) en galaxias externas, como las Nubes de Magallanes. La debilidad o la ausencia del abultamiento de absorción en Uv en galaxias externas ha sido relacionado con diferencias de metalicidad en las galaxias (y, por lo tanto, a la distinta composición química del polvo) o incluso al desarrollo de actividad de formación estelar (ver la revisión de Calzetti 2001). Esto permitió a Calzetti et at. (2000) proponer la siguiente ley de extinción para galaxias *starbursts*:

• Uv/Óptico:  $1.59 \ge x \ge 8.33$ ,  $0.12 \le \lambda(\mu m) \le 0.63$ :

$$X(x) = R_V + 2.659(-2.156 + 1.509x - 0.198x^2 + 0.011x^3),$$

• NIR:  $0.45 \ge x \ge 1.59$ ,  $0.63 \le \lambda(\mu m) \le 2.20$ :

$$X(x) = R_V + 2.659(-1.857 + 1.040x).$$

El medio Galáctico difuso tiene  $R_V = 3.1$ , pero el valor medio que Calzetti et at. (2000) encuentran en *starbursts* es  $R_V = 4.05 \pm 0.80$ . Las curvas de extinción obtenidas usando ambos valores de  $R_V$  se representan en la Figura A.1.

Sin embargo, la ley más común empleada para estimar la extinción interestelar fue la proporcionada por Cardelli, Clayton y Mathis (1989). La formulación analítica que estos autores presentan depende sólo del parámetro  $R_V$ , dividiendo la parametrización en cinco regiones según la relación:

$$\frac{A_{\lambda}}{A_V} = a(x) + \frac{b(x)}{R_V},\tag{A.5}$$

siendo a(x) y b(x) dos polinomios en  $\lambda^{-1}$  en cada rango<sup>2</sup>. En concreto, Cardelli et al. (1989) determinan:

• Uv muy lejano:  $8 \le x \le 10$ :

$$a(x) = -1.073 - 0.628(x - 8) + 0.137(x - 8)^2 - 0.070(x - 8)^3$$
  
$$b(x) = 13.670 + 4257(x - 8) - 0.420(x - 8)^2 + 0.374(x - 8)^3$$

• Uv lejano:  $5.9 \le x \le 8$ :

$$a(x) = 1.752 - 0.316x - 0.104/[(x - 4.67)^2 + 0.341]$$
  
-0.04473(x - 5.9)<sup>2</sup> - 0.009779(x - 5.9)<sup>3</sup>  
$$b(x) = -3.090 + 1.825x - 1.206/[(x - 4.62)^2 - 0.263]$$
  
+0.2130(x - 5.9)<sup>2</sup> + 0.1207(x - 5.9)<sup>3</sup>

• UV:  $3.3 \le x \le 5.9$ :

 $a(x) = 1.752 - 0.316x - 0.104/[(x - 4.67)^2 + 0.341]$  $b(x) = -3.090 + 1.825x - 1.206/[(x - 4.62)^2 - 0.263]$ 

• Óptico/NIR:  $1.1 \le x \le 3.3$ :  $a(x) = 1 + 0.17699y - 0.50447y^2 - 0.02427y^3 + 0.72085y^4$   $+ 0.01979y^5 - 0.77530y^6 + 0.32999y^7$   $b(x) = 1.41338y + 2.28305y^2 + 1.07233y^3 - 5.38434y^4$  $- 0.62251y^5 + 5.30260y^6 - 2.09002y^7$ 

• IR: 
$$0.3 \le x \le 1.1$$
:

$$a(x) = 0.574x^{1.61}$$
$$b(x) = -0.527x^{1.61}$$

donde y = x - 1.82. La curva de extinción de Cardelli et al. (1989) suponiendo  $R_V=3.1$  también se representa en la Figura A.1. Recordamos que la formulación anterior se determinó a partir de estudios observacionales de la radiación de continuo emitida por estrellas individuales en la Galaxia, donde  $R_V$  varía entre 2.6 y 5.6. Los valores más elevados de  $R_V$  se encuentran dentro de las nubes moleculares densas. Los valores normalmente considerados para  $R_V$  están en el intervalo 3.0 - 3.5.

Excepto en el rango UV, las cuatro curvas de extinción representadas en la Figura A.1 muestran un comportamiento similar. De hecho, la curva de Calzetti et al. (2000) suponiendo  $R_V$ =4.05 está muy próxima a la curva de Cardelli et al. (1989) suponiendo  $R_V$ =3.1. Por lo tanto, usaremos esta última parametrización en este

<sup>&</sup>lt;sup>2</sup>Notar que  $X(x) = R_V \frac{A_\lambda}{A_V} = a(x)R_V + b(x).$ 

TABLA A.1: Coeficientes de enrojecimiento para filtros ópticos y NIR usando la ley de extinción interestelar de Cardelli et al. (1989).  $A_{\lambda}/A_{V}$  se calculó suponiendo  $R_{V}=3.1$ .

| Filtro | $x \ (\mu m)$ | $A_{\lambda}/A_{V}$ | Filtro | $x \ (\mu m)$ | $A_{\lambda}/A_{V}$ | Filtro       | $x \ (\mu m)$ | $A_{\lambda}/A_{V}$ |
|--------|---------------|---------------------|--------|---------------|---------------------|--------------|---------------|---------------------|
| U      | 2.78          | 1.569               | R      | 1.43          | 0.751               | Н            | 0.63          | 0.190               |
| в      | 2.27          | 1.337               | Ι      | 1.11          | 0.479               | K            | 0.46          | 0.114               |
| V      | 1.82          | 1.000               | J      | 0.80          | 0.282               | $\mathbf{L}$ | 0.29          | 0.056               |

TABLA A.2: Coeficientes de enrojecimiento  $A_{\lambda}/A_V$  y  $f(\lambda)$  para el rango óptico usando las tres leyes de extinción interestelar explicadas en el texto: C89: Cardelli et al. (1989) suponiendo  $R_V=3.1$ ; C00: Calzetti et al. (2000) usando tanto  $R_V=3.1$  como  $R_V=4.05$ ; y S79H83: la ley de Seaton (1979) con la parametrización de Howarth (1983).

|              |           |                 | C89                 | $R_V = 3.1$  | C00                 | $R_V = 3.1$  | C00                 | $R_V = 4.05$ | S79H83              | $R_V = 3.1$  |
|--------------|-----------|-----------------|---------------------|--------------|---------------------|--------------|---------------------|--------------|---------------------|--------------|
| $\lambda(A)$ | Filter    | $x = 1/\lambda$ | $A_{\lambda}/A_{V}$ | $f(\lambda)$ | $A_{\lambda}/A_{V}$ | $f(\lambda)$ | $A_{\lambda}/A_{V}$ | $f(\lambda)$ | $A_{\lambda}/A_{V}$ | $f(\lambda)$ |
| 3600         | U         | 2.778           | 1.568               | 0.347        | 1.638               | 0.392        | 1.482               | 0.308        | 1.533               | 0.309        |
| 3729         | [O II]    | 2.681           | 1.538               | 0.321        | 1.582               | 0.344        | 1.440               | 0.270        | 1.471               | 0.256        |
| 4000         |           | 2.500           | 1.465               | 0.258        | 1.473               | 0.251        | 1.357               | 0.197        | 1.409               | 0.204        |
| 4400         | B         | 2.273           | 1.325               | 0.138        | 1.326               | 0.127        | 1.246               | 0.100        | 1.303               | 0.113        |
| 4686         | He II     | 2.132           | 1.221               | 0.048        | 1.230               | 0.045        | 1.174               | 0.035        | 1.220               | 0.042        |
| 4800         |           | 2.083           | 1.184               | 0.017        | 1.195               | 0.016        | 1.148               | 0.013        | 1.189               | 0.015        |
| 4861         | $H\beta$  | 2.058           | 1.165               | 0.000        | 1.177               | 0.000        | 1.134               | 0.000        | 1.171               | 0.000        |
| 5007         | [O III]   | 1.996           | 1.119               | -0.039       | 1.133               | -0.037       | 1.100               | -0.029       | 1.128               | -0.036       |
| 5200         |           | 1.923           | 1.068               | -0.083       | 1.079               | -0.083       | 1.060               | -0.065       | 1.074               | -0.083       |
| 5500         | V         | 1.818           | 1.000               | -0.142       | 1.000               | -0.151       | 1.000               | -0.118       | 1.000               | -0.151       |
| 5600         |           | 1.786           | 0.979               | -0.159       | 0.974               | -0.172       | 0.980               | -0.135       | 0.974               | -0.168       |
| 6000         |           | 1.667           | 0.907               | -0.221       | 0.880               | -0.252       | 0.909               | -0.198       | 0.896               | -0.235       |
| 6400         |           | 1.562           | 0.843               | -0.276       | 0.801               | -0.319       | 0.850               | -0.251       | 0.824               | -0.296       |
| 6563         | $H\alpha$ | 1.524           | 0.818               | -0.297       | 0.767               | -0.348       | 0.824               | -0.273       | 0.797               | -0.320       |
| 6800         |           | 1.471           | 0.781               | -0.329       | 0.719               | -0.389       | 0.788               | -0.305       | 0.758               | -0.353       |
| 7200         | R         | 1.389           | 0.719               | -0.382       | 0.646               | -0.451       | 0.732               | -0.354       | 0.698               | -0.404       |
| 7600         |           | 1.316           | 0.657               | -0.436       | 0.581               | -0.506       | 0.683               | -0.397       | 0.644               | -0.450       |
| 8000         |           | 1.250           | 0.597               | -0.487       | 0.522               | -0.556       | 0.639               | -0.437       | 0.595               | -0.492       |
| 8400         |           | 1.190           | 0.543               | -0.533       | 0.469               | -0.601       | 0.599               | -0.472       | 0.551               | -0.530       |
| 8800         |           | 1.136           | 0.498               | -0.573       | 0.421               | -0.642       | 0.562               | -0.504       | 0.511               | -0.564       |
| 9200         | Ι         | 1.087           | 0.462               | -0.603       | 0.377               | -0.680       | 0.529               | -0.534       | 0.475               | -0.594       |
| 9600         |           | 1.042           | 0.431               | -0.629       | 0.336               | -0.714       | 0.498               | -0.560       | 0.442               | -0.622       |
| 10000        |           | 1.000           | 0.404               | -0.653       | 0.299               | -0.746       | 0.470               | -0.585       | 0.413               | -0.647       |

trabajo. Los valores  $A_{\lambda}/A_{V}$  para filtros ópticos y NIR se muestran en la Tabla A.1. Son ligeramente diferentes de los famosos valores de Rieke y Lebofsky (1985) que se usan en muchas ocasiones en estudios extragalácticos (i.e.,  $A_{U}/A_{V} = 1.531$  y  $A_{K}/A_{V} = 0.112$ ), posiblemente porque se encuentran tabulados en el famoso libro *Galactic Astronomy*, de Binney y Merrifield (1998) (ver su Tabla 3.21). Excepto cuando se indique lo contrario, en la presente tesis se emplearán los valores de la Tabla A.1 para corregir por extinción.

## A.2 Corrección de enrojecimiento en espectros

Si  $I(\lambda)$  es la intensidad real emitida por un objeto astronómico y  $F(\lambda)$  es la intensidad que se mide desde Tierra, suponiendo una fuente puntual tras una pantalla de polvo, la reducción de la cantidad de luz será:

$$F(\lambda) = I(\lambda)e^{-\tau_{\lambda}} = I(\lambda)10^{-0.4A_{\lambda}},\tag{A.6}$$

siendo  $\tau_{\lambda} = \int \kappa_{\lambda} ds = 0.4/\log e A_{\lambda} = 0.921 A_{\lambda}$  la profundidad óptica a esa longitud de onda.  $\kappa_{\lambda}$  da cuenta tanto de las absorciones como de las dispersiones por polvo por unidad de separación y se denomina *opacidad*. El factor 0.4 se introduce para tener en cuenta la relación entre luminosidad y magnitud,  $L \propto 10^{-0.4M}$ . En los estudios espectroscópicos de regiones H II, se considera el cociente del flujo de una línea de emisión y el flujo de H $\beta$ ,  $F(\lambda)/F(H\beta)$ , por lo que

$$\frac{F(\lambda)}{F(\mathrm{H}\beta)} = \frac{I(\lambda)}{I(\mathrm{H}\beta)} 10^{-0.4[A_{\lambda} - A_{\mathrm{H}\beta}]}.$$
(A.7)

Como comentamos con anterioridad, en buena aproximación la *forma* de la dependencia en longitud de onda de la extinción interestelar es la misma para todas las estrellas y sólo varía la *cantidad* de extinción, por lo que

$$A_{\lambda} = c'f'(\lambda) \tag{A.8}$$

donde el factor constante c' depende de la cantidad de polvo mientras que la función  $f'(\lambda)$  sólo depende de la curva de extinción supuesta. Considerando el factor constante con respecto a la extinción en H $\beta$ , el denominado coeficiente de enrojecimiento  $C(H\beta)$  en estudios espectroscópicos<sup>3</sup>, podemos escribir

$$\frac{F(\lambda)}{F(\mathrm{H}\beta)} = \frac{I(\lambda)}{I(\mathrm{H}\beta)} 10^{-C(\mathrm{H}\beta)[f(\lambda) - f(\mathrm{H}\beta)]}.$$
 (A.9)

 $f(\lambda)$  se normaliza de forma que  $f(H\beta) = 0$ . Así,

$$\frac{F(\lambda)}{F(\mathrm{H}\beta)} = \frac{I(\lambda)}{I(\mathrm{H}\beta)} 10^{-C(\mathrm{H}\beta)f(\lambda)},\tag{A.10}$$

siendo la relación entre  $f(\lambda)$  y  $A_{\lambda}$ 

$$f(\lambda) = \frac{A_{\lambda}}{A_V} \left[ \frac{A_{\mathrm{H}\beta}}{A_V} \right]^{-1} - 1 = \frac{A_{\lambda}}{A_{\mathrm{H}\beta}} - 1, \qquad (A.11)$$

que no depende de la extinción total sino sólo del enrojecimiento. Sería muy tedioso repetir las expresiones anteriores para las curvas de extinción considerando  $f(\lambda)$  en lugar de  $A_{\lambda}$ , por lo que en la Tabla A.2 sólo mostramos como ejemplo algunos valores concretos en el rango óptico. En la práctica, el análisis espectroscópico usa la parametrización  $f(\lambda)$  y el coeficiente  $C(H\beta)$ . En este trabajo, todas las tablas compilando intensidades de líneas muestran el valor de  $f(\lambda)$  empleado para desenrojecerlas. Así, el valor de la extinción (en magnitudes) a una longitud de onda concreta simplemente es:

$$A_{\lambda} = 2.5[f(\lambda) + 1]C(\mathrm{H}\beta). \tag{A.12}$$

<sup>&</sup>lt;sup>3</sup>Bajo las suposiciones explicadas en el texto,  $c' = 2.5C(\text{H}\beta) = A_{\text{H}\beta} \text{ y } f'(\lambda) = f(\lambda) + 1$ . Además, la profundidad óptica es  $\tau_{\lambda} = 0.921c'f'(\lambda) = 0.921 \times 2.5C(\text{H}\beta)[(f\lambda) + 1] = 2.303C(\text{H}\beta)[(f\lambda) + 1]$ .

En concreto, se satisfacen las relaciones:

$$A_{\mathrm{H}\beta} = 2.5C(\mathrm{H}\beta),\tag{A.13}$$

$$A_V = 2.5[f(V) + 1]C(H\beta).$$
(A.14)

Considerando la ley de extinción de Cardelli et al. (1989) con  $R_V$ =3.1, encontramos las siguiente relaciones muy útiles:

1...

$$A_V = 2.145 C(\mathrm{H}\beta), \tag{A.15}$$

$$E(B-V) = \frac{AV}{R_V} = 0.692C(\mathrm{H}\beta),$$
 (A.16)

$$A_{\rm [O\,II]\ 3727} = 3.303 C(\rm H\beta), \tag{A.17}$$

$$A_{\rm He\,II}\,_{4686} = 2.620C(\rm H\beta),\tag{A.18}$$

$$A_{\rm [O\,III]\ 5007} = 2.403 C({\rm H}\beta), \tag{A.19}$$

$$A_{\mathrm{H}\alpha} = 1.758C(\mathrm{H}\beta). \tag{A.20}$$

Por lo tanto, determinando  $C(H\beta)$  a partir del espectro y aplicando la Ecuación A.10, las intensidades de las líneas de emisión pueden corregirse por enrojecimiento<sup>4</sup>. Pero, ¿cómo se calcula  $C(H\beta)$ ?

Como vimos en §3.3, el cociente de emisividad entre dos líneas de recombinación de hidrógeno son casi constantes (ver Tabla A.3). Comparando el valor teórico experado a la temperatura y densidad electrónica de la nebulosa con el valor observado, podemos determinar  $C(H\beta)$  y así medir la extinción experimentada por la radiación emitida del gas fotoionizado. Adaptando la Ecuación A.10 para este propósito,

$$C(\mathrm{H}\beta) = \frac{1}{f(\lambda)} \times \log \frac{\left[\frac{I(\mathrm{H}i)}{I(\mathrm{H}\beta)}\right]}{\left[\frac{F(\mathrm{H}i)}{F(\mathrm{H}\beta)}\right]}.$$
(A.21)

La pareja más común es H $\alpha$  y H $\beta$ . El cociente de emisividad entre las intensidades de estas líneas de emisión para un gas con  $n_e=100 \text{ cm}^{-3}$  y  $T_e=10000 \text{ K}$ , suponiendo el Caso B de recombinación, es 2.86 (ver Tabla A.3), por lo que éste es el valor de  $I(\text{H}\alpha)/I(\text{H}\beta)$  que debemos usar en la última ecuación. Finalmente, podemos determinar el exceso de color E(B-V) y  $A_V$  de la región H II a partir de  $C(\text{H}\beta)$ usando las ecuaciones previas, y luego aplicando las relaciones mostradas en la Tabla A.3 para estimar la extinción en cada filtro. En esta tesis, siempre se usará esta técnica para corregir de extinción interestelar los datos fotométricos en óptico, NIR y H $\alpha$ .

<sup>&</sup>lt;sup>4</sup>Una nota importante: **todas** las intensidades de las líneas de emisión dadas en el análisis de regiones H II **no están** corregidas por extinción sino sólo por enrojecimiento porque únicamente se necesitan los cocientes entre ellos. Sin embargo, si queremos proporcionar el valor real del flujo de una línea de emisión, debemos multiplicar su valor por  $10^{C(H\beta)}$ . Por ejemplo, normalmente el flujo H $\beta$  proporcionado es el medido directamente del espectro, esto es, el *valor observado*. H $\beta$  es la línea de referencia usada para corregir de enrojecimiento, por lo que no se modifica al aplicar la Ecuación A.10. El valor real del flujo de H $\beta$  corregido por extinción es  $I(H\beta)^0 = 10^{C(H\beta)} \times I(H\beta)$ . El flujo de una línea de emisión corregido tanto por extinción como por enrojecimiento puede entonces obtenerse multiplicando su cociente con respecto a H $\beta$  por  $I(H\beta)^0$ .

TABLA A.3: Cocientes entre líneas de emisión de H<sub>I</sub>, para el Caso B de recombinación, usando los cálculos de Storey y Hummer (1995), para las densidades y temperaturas electrónicas típicas encontradas en regiones H<sub>II</sub>. La emisividad volumétrica de H $\beta$ ,  $4\pi j_{H\beta}/N_p N_e$  (en unidades de erg cm<sup>3</sup> s<sup>-1</sup>) se calculó para cada  $T_e$  usando el programa introducido en IRAF por Shaw y Dufour (1995); ver Ecuación 3.47.

| $T_e$ | $n_e$ | $H\alpha/H\beta$ | $H\gamma/H\beta$ | $H\delta/H\beta$ | $H\epsilon/H\beta$ | $H8/H\beta$ | H9/Hβ  | $P\alpha/H\beta$ | $4\pi j_{\mathrm{H}\beta}/N_n N_e$ |
|-------|-------|------------------|------------------|------------------|--------------------|-------------|--------|------------------|------------------------------------|
| 5000  | 100   | 3.04             | 0.458            | 0.251            | 0.154              | 0.102       | 0.0709 | 0.411            | 2.255E-25                          |
|       | 500   | 3.03             | 0.459            | 0.252            | 0.154              | 0.102       | 0.0711 | 0.407            |                                    |
|       | 1000  | 3.03             | 0.459            | 0.252            | 0.154              | 0.102       | 0.0711 | 0.405            |                                    |
|       | 10000 | 3.00             | 0.460            | 0.253            | 0.155              | 0.102       | 0.0714 | 0.396            |                                    |
| 6000  | 100   | 2.99             | 0.461            | 0.254            | 0.156              | 0.103       | 0.0716 | 0.390            | 1.948E-25                          |
|       | 500   | 2.98             | 0.461            | 0.254            | 0.156              | 0.103       | 0.0717 | 0.387            |                                    |
|       | 1000  | 2.98             | 0.462            | 0.254            | 0.156              | 0.103       | 0.0717 | 0.386            |                                    |
|       | 10000 | 2.96             | 0.463            | 0.255            | 0.156              | 0.103       | 0.0720 | 0.378            |                                    |
| 7000  | 100   | 2.95             | 0.463            | 0.255            | 0.157              | 0.103       | 0.0720 | 0.373            | 1.713E-25                          |
|       | 500   | 2.94             | 0.464            | 0.255            | 0.157              | 0.104       | 0.0722 | 0.371            |                                    |
|       | 1000  | 2.94             | 0.464            | 0.256            | 0.157              | 0.104       | 0.0722 | 0.370            |                                    |
| 0000  | 10000 | 2.92             | 0.465            | 0.256            | 0.157              | 0.104       | 0.0724 | 0.364            | 1 5005 05                          |
| 8000  | 100   | 2.91             | 0.465            | 0.257            | 0.158              | 0.104       | 0.0725 | 0.360            | 1.529E-25                          |
|       | 1000  | 2.91             | 0.465            | 0.257            | 0.158              | 0.104       | 0.0726 | 0.358            |                                    |
|       | 1000  | 2.90             | 0.400            | 0.257            | 0.158              | 0.104       | 0.0720 | 0.337            |                                    |
| 0000  | 10000 | 2.89             | 0.400            | 0.257            | 0.158              | 0.104       | 0.0728 | 0.331            | 1 280 - 25                         |
| 9000  | 500   | 2.89             | 0.467            | 0.258            | 0.158              | 0.105       | 0.0728 | 0.348            | 1.380E-25                          |
|       | 1000  | 2.88             | 0.467            | 0.258            | 0.159              | 0.105       | 0.0729 | 0.346            |                                    |
|       | 10000 | 2.87             | 0.468            | 0.259            | 0.159              | 0.105       | 0.0731 | 0.341            |                                    |
| 10000 | 100   | 2.86             | 0.468            | 0.259            | 0.159              | 0.105       | 0.0731 | 0.339            | 1.258E-25                          |
| 10000 | 500   | 2.86             | 0.468            | 0.259            | 0.159              | 0.105       | 0.0732 | 0.337            | 1.20012 20                         |
|       | 1000  | 2.86             | 0.469            | 0.259            | 0.159              | 0.105       | 0.0732 | 0.336            |                                    |
|       | 10000 | 2.85             | 0.469            | 0.260            | 0.159              | 0.105       | 0.0734 | 0.332            |                                    |
| 11000 | 100   | 2.84             | 0.470            | 0.260            | 0.160              | 0.105       | 0.0734 | 0.330            | 1.156E-25                          |
|       | 500   | 2.84             | 0.470            | 0.260            | 0.160              | 0.105       | 0.0734 | 0.329            |                                    |
|       | 1000  | 2.84             | 0.470            | 0.260            | 0.160              | 0.106       | 0.0734 | 0.328            |                                    |
|       | 10000 | 2.83             | 0.470            | 0.260            | 0.160              | 0.106       | 0.0736 | 0.325            |                                    |
| 12000 | 100   | 2.83             | 0.471            | 0.261            | 0.160              | 0.106       | 0.0736 | 0.323            | 1.069E-25                          |
|       | 500   | 2.82             | 0.471            | 0.261            | 0.160              | 0.106       | 0.0736 | 0.321            |                                    |
|       | 1000  | 2.82             | 0.471            | 0.261            | 0.160              | 0.106       | 0.0737 | 0.321            |                                    |
|       | 10000 | 2.81             | 0.471            | 0.261            | 0.160              | 0.106       | 0.0738 | 0.318            |                                    |
| 13000 | 100   | 2.81             | 0.472            | 0.261            | 0.161              | 0.106       | 0.0738 | 0.316            | 9.942E-26                          |
|       | 500   | 2.81             | 0.472            | 0.261            | 0.161              | 0.106       | 0.0738 | 0.315            |                                    |
|       | 1000  | 2.81             | 0.472            | 0.262            | 0.161              | 0.106       | 0.0739 | 0.314            |                                    |
|       | 10000 | 2.80             | 0.472            | 0.262            | 0.161              | 0.106       | 0.0740 | 0.312            | 0.000 <b>.</b>                     |
| 14000 | 100   | 2.80             | 0.472            | 0.262            | 0.161              | 0.106       | 0.0740 | 0.310            | 9.293E-26                          |
|       | 1000  | 2.80             | 0.472            | 0.262            | 0.161              | 0.106       | 0.0740 | 0.309            |                                    |
|       | 1000  | 2.80             | 0.472            | 0.262            | 0.161              | 0.106       | 0.0740 | 0.309            |                                    |
| 15000 | 100   | 2.79             | 0.473            | 0.262            | 0.161              | 0.106       | 0.0741 | 0.306            | 8 724E 26                          |
|       | 500   | 2.19             | 0.473            | 0.202            | 0.161              | 0.106       | 0.0741 | 0.303            | 0.12415-20                         |
|       | 1000  | 2.19             | 0.473            | 0.203            | 0.161              | 0.107       | 0.0741 | 0.304            |                                    |
|       | 10000 | 2.78             | 0.473            | 0.263            | 0.161              | 0.107       | 0.0742 | 0.301            |                                    |
| 16000 | 100   | 2.78             | 0.473            | 0.263            | 0.162              | 0.107       | 0.0742 | 0.300            | 8.221E-26                          |
| 20000 | 500   | 2.77             | 0.474            | 0.263            | 0.162              | 0.107       | 0.0742 | 0.299            | 0.2212 20                          |
|       | 1000  | 2.77             | 0.474            | 0.263            | 0.162              | 0.107       | 0.0742 | 0.299            |                                    |
|       | 10000 | 2.77             | 0.474            | 0.263            | 0.162              | 0.107       | 0.0743 | 0.296            |                                    |
| 17000 | 100   | 2.77             | 0.474            | 0.263            | 0.162              | 0.107       | 0.0743 | 0.295            | 7.773E-26                          |
|       | 500   | 2.77             | 0.474            | 0.263            | 0.162              | 0.107       | 0.0743 | 0.295            |                                    |
|       | 1000  | 2.76             | 0.474            | 0.263            | 0.162              | 0.107       | 0.0743 | 0.294            |                                    |
|       | 10000 | 2.76             | 0.474            | 0.264            | 0.162              | 0.107       | 0.0744 | 0.292            |                                    |
| 18000 | 100   | 2.76             | 0.475            | 0.264            | 0.162              | 0.107       | 0.0744 | 0.291            | 7.372E-26                          |
|       | 500   | 2.76             | 0.475            | 0.264            | 0.162              | 0.107       | 0.0744 | 0.291            |                                    |
|       | 1000  | 2.76             | 0.475            | 0.264            | 0.162              | 0.107       | 0.0744 | 0.290            |                                    |
|       | 10000 | 2.75             | 0.475            | 0.264            | 0.162              | 0.107       | 0.0745 | 0.288            |                                    |
| 19000 | 100   | 2.75             | 0.475            | 0.264            | 0.162              | 0.107       | 0.0745 | 0.288            | 7.010E-26                          |
|       | 500   | 2.75             | 0.475            | 0.264            | 0.162              | 0.107       | 0.0745 | 0.287            |                                    |
|       | 1000  | 2.75             | 0.475            | 0.264            | 0.162              | 0.107       | 0.0745 | 0.287            |                                    |
|       | 10000 | 2.75             | 0.475            | 0.264            | 0.162              | 0.107       | 0.0746 | 0.285            |                                    |
| 20000 | 100   | 2.75             | 0.475            | 0.264            | 0.162              | 0.107       | 0.0746 | 0.284            | 6.683E-26                          |
|       | 500   | 2.74             | 0.475            | 0.264            | 0.163              | 0.107       | 0.0746 | 0.283            |                                    |
|       | 1000  | 2.74             | 0.475            | 0.264            | 0.163              | 0.107       | 0.0746 | 0.283            |                                    |
|       | 10000 | 2.74             | 0.476            | 0.264            | 0.162              | 0.107       | 0.0746 | 0.282            |                                    |

## A.3 Extinción Galáctica y extragaláctica

Para un objeto extragaláctico, existen dos contribuciones importantes a la extinción total por polvo interestelar: la extinción asociada a la Vía Láctea en la línea de visión entre nuestra Galaxia y el objeto estudiado (*extinción Galáctica*) y la debida al polvo mezclado con el gas en la galaxia lejana (*extinción extragaláctica*). A partir de mapas de emisión del polvo en infrarrojo obtenidos con los satélites IRAS y COBE por Schlegel, Finkbeiner y Davis (1998), conocemos la contribución Galáctica hacia cada dirección del cielo<sup>5</sup> En concreto, estos autores proporcionan el exceso de color de nuestra Galaxia,  $E(B - V)_G$ . Esto fija un límite inferior a la corrección por enrojecimiento, porque el exceso de color determinado a partir de los datos espectroscópicos *debería* se mayor que la proporcionada por Schlegel et al. (1998),  $E(B - V)_{C(H\beta)} > E(B - V)_G$ . En los casos en los que no dispongamos de datos espectroscópicos para determinar el coeficiente de enrojecimiento, usaremos los valores de Schlegel et al. (1998) como *límites inferiores* a la extinción real.

## A.4 Absorción estelar subyacente en las líneas de Balmer

Deberíamos esperar que el uso de parejas de líneas de hidrógeno diferentes proporcionaran valores similares de  $C(H\beta)$  pero, desafortunadamente, el Universo no es tan sencillo y éste no es el caso usual, especialmente cuando las líneas de emisión pertenecen a la serie de Balmer. En los objetos extragalácticos esta discordancia puede explicarse por la presencia de una población estelar importante (principalmente estrellas B y A) dentro del gas ionizado, que contribuye a los flujos de las líneas de Balmer *absorbiendo* radiación<sup>6</sup>. La absorción estelar subyacente puede corregirse haciendo uso de la relación (Mazzarella y Boronson, 1993)

$$I_{cor-abs}(\lambda) = I(\lambda) \frac{1 + W_{abs}/W_{\lambda}}{1 + W_{abs}/W_{H\beta}},$$
(A.22)

donde  $I(\lambda)$  e  $I_{cor-abs}(\lambda)$  son los flujoc observados y corregidos y  $W_{abs}$ ,  $W_{\lambda}$  y  $W_{H\beta}$  son las anchuras equivalentes de la absorción estelar subyacente de la línea de emisión estudiada, la anchura equivalente de la línea de emisión y la anchura equivalente de H $\beta$ , respectivamente.  $W_{abs}$  también puede cambiar con la edad del brote de formación estelar; su valor normal se encuentra entre 1 y 2 Å (McCall et al. 1985; Oloffsson 1995).

<sup>6</sup>Notar que el exceso de color experimentado por el continuo estelar es aproximadamente la mitad del sufrido por el gas ionizado,  $E(B-V)_{\text{star}} = 0.44E(B-V)_{\text{gas}}$  (Calzetti 2000).

 $<sup>^{5}</sup>$ Burnstein y Heiles (1978,1982) ya presentaron mapas de enrojecimiento, pero los proporcionados por Schlegel et al. (1998) tienen mejor resolución angular y calibración, además de que cubren todo el cielo. Las únicas limitaciones a los mapas de Schlegel et al. (1998) es la alta incertidumbre en los valores de regiones situadas a baja latitud Galáctica, donde se encuentran nubes densas, que no suele ser el caso cuando se observan objetos extragalácticos.



FIGURA A.2: Coeficiente de enrojecimiento en función de la anchura equivalente de absorción en las líneas de HI para la región A de NGC 5253 (ver Capítulo 9). Las líneas rectas representan el comportamiento del cociente de una línea de Balmer o Paschen con respecto a H $\beta$ .

## A.5 Cálculo práctico de $C(\mathbf{H}\beta)$ y $W_{abs}$ .

Es posible efectuar un procedimiento iterativo para determinar  $C(H\beta)$  y  $W_{abs}$ , suponiendo que la anchura equivalente de las líneas de absorción es la misma para todas las líneas de Balmer. Empleando la relación dada por Mazzarella y Boronson (1993), la Ecuación A.21 se modifica de la forma

$$C(H\beta) = \frac{1}{f(\lambda)} \log \left[ \frac{\frac{I(\lambda)}{I(H\beta)} \times \left(1 + \frac{W_{abs}}{W_{H\beta}}\right)}{\frac{F(\lambda)}{F(H\beta)} \times \left(1 + \frac{W_{abs}}{W_{\lambda}}\right)} \right].$$
 (A.23)

Usando tres líneas de Balmer diferentes (i.e.,  $H\alpha$ ,  $H\beta$  y  $H\gamma$ ) se obtiene un único valor para  $C(H\beta)$  y  $W_{abs}$ . En el caso de disponer de cuatro o más líneas de Balmer, se obtienen varias soluciones, por lo que consideraremos como representativos los valores que proporcionen el mejor acuerdo entre los cocientes de las líneas de Balmer observados y teóricos. Éste será el procedimiento normalmente seguido en esta tesis.

Un ejemplo didáctico se muestra en la Figura A.2. Representamos el valor de  $C(H\beta)$  en función de  $W_{abs}$  de las líneas de hidrógeno para la región A del *starburst* cercano NGC 5253 (ver Capítulo 9). Observamos que la absorción en las líneas de Paschen de HI es prácticamente despreciable: todos los cocientes de Paschen empleados proporcionan valores similares,  $C(H\beta)\sim0.24$  para  $W_{abs,Paschen}=0$  Å. Este resultado es el mismo que el encontrado para el resto de regiones analizadas en NGC 5253. Sin embargo, las líneas de Balmer de HI muestran diferencias considerables en sus  $W_{abs}$ , aunque el valor de  $C(H\beta)$  determinado para ellos,  $C(H\beta)\sim0.22$ , es muy similar al determinado a partir de las líneas de Paschen. Para este objeto, supondremos el valor medio entre los  $C(H\beta)$  encontrados para las líneas de Balmer y Paschen como representativo. El valor medio de las anchuras equivalentes de absorción de las líneas de Balmer es  $W_{abs,Balmer} \sim 1.3$  Å. Pero a partir de la Figura A.2 es evidente de que cada línea de Balmer posee su propio  $W_{abs}$  (ver Tabla 9.1).
# APÉNDICE B : Calibraciones empíricas para el cálculo de abundancias químicas

A lo largo del Capítulo 3 y en la sección §3.14.2 comentamos que, cuando en el espectro de una región H II extragaláctica no se detecta la línea de emisión de [O III]  $\lambda$ 4363 u otras líneas aurorales indicadoras de  $T_{\rm e}$ , podemos recurrir a *calibraciones empíricas* para conseguir una estimación de su metalicidad. Las calibraciones empíricas están inspiradas en parte por modelos de fotoionización y parcialmente por las tendencias observacionales de la intensidad de las líneas con la distancia galactocéntrica en galaxias espirales ricas en gas, que parece ser consecuencia de un gradiente radial de abundancias decreciendo hacia afuera. Aunque en sus orígenes los métodos empíricos se emplearon para la determinación de gradientes de abundancias, posteriormente han servido para el análisis de las abundancias químicas en una gran cantidad de objetos extragalácticos, incluyendo galaxias de bajo brillo superficial (de Naray et al. 2004) y de galaxias con formación estelar a desplazamientos al rojo intermedios y altos, donde los telescopios de clase 8 – 10 m han permitido extender las observaciones (e.g. Teplitz et al. 2000, Pettini et al. 2001; Kobulnicky et al 2003; Lilly, Carollo y Stockton 2003; Steidel et al. 2004).

Así, se han realizado grandes esfuerzos para determinar las abundancias químicas empleando sólo unas pocas líneas brillantes, preferiblemente cercanas en longitud de onda, que, aunque proporcionen resultados menos precisos que los conseguidos con el método directo (ver §3.14.1), puedan ser adecuados para caracterizar el enriquecimiento químico de galaxias distantes. La idea de estos indicadores proviene de un importante estudio realizado por Searle (1971) quien, tras estudiar las medidas de las líneas nebulares de [O III] en M 33 por Aller (1942), también encontró un incremento sistemático en el cociente [O III]/H $\beta$  correspondiente a un descenso de [N II]/H $\alpha$  con la distancia galactocéntrica, proponiendo que se trataba de una propiedad genérica de las regiones H II gigantes en galaxias espirales de tipo tardío. Searle (1971) apuntó que estas tendencias eran probablemente consecuencia de gradientes radiales de abundancias, por lo que estos cocientes podrían usarse de forma más general para estimar abundancias. Estos indicadores deberían calibrarse con determinaciones precisas de abundancias, basadas en medidas de las líneas aurorales o en modelos de fotoionización detallados.

#### 490 CAPÍTULO B. Calibraciones empíricas para calcular abundancias químicas

Como las líneas metálicas más brillantes en los espectros de las regiones H II son las del oxígeno, este elemento se ha empleado extensivamente durante los últimos treinta años para obtener calibraciones empíricas fiables. La abundancia de oxígeno tiene la importancia de que es una de las características fundamentales de las galaxias: su distribución radial se combina con las distribuciones radiales de densidad de masa superficial del gas y de las estrellas para restringir los modelos de evolución química. Los parámetros involucrando las líneas de oxígeno brillantes definidos por las calibraciones empíricas son los siguientes:

$$R_3 = \frac{I([O \text{ III}])\lambda 4959 + I([O \text{ III}])\lambda 5007}{H\beta},$$
(B.1)

$$R_2 = \frac{I([O II])\lambda 3727}{H\beta},$$
 (B.2)

$$R_{23} = R_3 + R_2, \tag{B.3}$$

$$P = \frac{R_3}{R_3}.$$
 (B.4)

$$y = \log \frac{R_3}{R_2} = \log \frac{1}{P^{-1} - 1}.$$
 (B.5)

Jensen, Strom y Strom (1976) presentaron la primera exploración en este método considerando el índice  $R_3$ , que involucra las líneas brillantes de [O III]. Sin embargo, fueron Pagel et al. (1979) quienes proporcionaron el indicador de abundancia empleado más comúnmente, el parámetro  $R_{23}$ , que incluye [O II]. Desde entonces, se han desarrollado muchos estudios con el objetivo de refinar la calibración de  $R_{23}$ (Edmunds y Pagel 1984; McCall, Rybski y Shields 1985; Dopita y Evans 1986; Torres-Peimbert, Peimbert y Fierro 1989; McGaugh 1991, Zaritsky, Kennicutt y Huchra 1994; Pilyugin 2000; Pilyugin 2001a,b; Kewley y Dopita 2002). Las más exitosas son las calibraciones de McGaugh (1991), que están basados en modelos de fotoionización, y las calibraciones empíricas de Pilyugin (2001a,b). Ambas mejoran la precisión del resultado al emplear el cociente [O III]/[O II] como parámetro de ionización, que tiene en cuenta la alta dispersión encontrada en la calibración entre  $R_{23}$  y la abundancia de oxígeno, mucho mayor que la esperada por los errores observacionales (Kobulnicky et al. 1999). Otros modelos de fotoionización recientes desarrollados por Kewley y Dopita (2002) también incluyen una corrección por el parámetro de ionización. La Figura B.1 muestra las principales calibraciones empíricas que involucran el parámetro  $R_{23}$ .

El principal problema asociado del uso del parámetro  $R_{23}$  es que está bivaluado, i.e., un único valor de  $R_{23}$  puede explicarse por dos abundancias de oxígeno muy diferentes. La razón de este comportamiento es porque la intensidad de las líneas de oxígeno no se incrementa indefinidamente con la metalicidad, como vimos en §3.7. Así, existen dos ramas para cada calibración empírica (ver Figura B.1): el régimen de baja metalicidad, con 12+log(O/H) $\leq$ 8.1, y el de alta metalicidad, con 12+log(O/H) $\geq$ 8.4. Por lo tanto, una fracción importante de las regiones de formación estelar se localizan en la comprometida zona alrededor de 12+log(O/H) $\simeq$ 8.20, donde regiones con el mismo valor de  $R_{23}$  pueden poseer abundancias de oxígeno



FIGURA B.1: Calibraciones empíricas de la abundancia de oxígeno empleando el parámetro  $R_{23}$ . Notar que están bivaluadas. La zona sombreada corresponde a la región con mayor incertidumbre en O/H. Las calibraciones empíricas mostradas son: EP94: Edmunds y Pagel (1984); M91: McGaugh (1991) usando y=0 ( $R_2 = R_3$ ); P00: Pilyugin (2000); P01: Pilyugin (2001a,b) usando P = 0.5 ( $R_2 = R_3$ ); (KD02+KK04): Kewley y Dopita (2002) usando la formulación de Kobulnicky y Kewley (2004) y suponiendo  $q = 7.5 \times 10^7$  cm s<sup>-1</sup>.

que difieren en casi un orden de magnitud. Además, el método  $R_{23}$  requiere una buena corrección del enrojecimiento, puesto que las líneas de [OII] y [OIII] están considerablemente separadas en longitud de onda.

Analicemos las calibraciones con  $R_{23}$  actualmente disponibles, describiendo cada una para la rama de alta y baja metalicidad.

Edmunds y Pagel (1984): Aunque el parámetro  $R_{23}$  fue propuesto previamente por Pagel et al. (1979), la primera calibración empírica fue proporcionada por Edmunds y Pagel (1984):

$$12 + \log(O/H)_{up} = 8.76 - 0.69 \log R_{23},$$
  

$$12 + \log(O/H)_{low} = 6.43 + 1.67 \log R_{23},$$
(B.6)

estando el límite entre ambas ramas en  $12 + \log(O/H) \sim 8.0$  (ver Figura B.1).

McCall, Rybski y Shields (1985): Presentaron una calibración empírica para la abundancia de oxígeno usando el parámetro  $R_{23}$ , sólo válida para  $12+\log(O/H)>8.15$ . Sin embargo estos autores no proporcionan una formulación analítica sino que listan los valores numéricamente (ver su Tabla 15). Un ajuste de cuarto orden a sus valores proporciona la siguiente relación:

$$12 + \log(O/H)_{up} = 9.32546 - 0.360465x + 0.203494x^{2} + 0.278702x^{3} - 1.36351x^{4},$$
(B.7)



FIGURA B.2: Calibraciones empíricas de McCall et al. (1985), MRS85, y Zaritsky et al. (1994) ZKH94. La línea roja continua es un ajuste de cuarto orden a los datos de MRS85.

siendo  $x = \log R_{23}$ . En la Figura B.2 mostramos tanto los datos (sólo 12 puntos) proporcionados por by McCall et al. (1985) y esta relación analítica.

**Zaritsky, Kennicutt y Huchra (1994)**: Proporcionan una única relación analítica entre la abundancia de oxígeno y  $R_{23}$ :

$$12 + \log(O/H)_{up} = 9.265 - 0.33x - 0.202x^2 - 0.207x^3 - 0.333x^4.$$
(B.8)

Esta fórmula es una media de tres calibraciones previas: Edmunds y Pagel (1986), McCall et al. (1985) y Dopita y Evans (1986). La calibración de Zaritsky et al. (1994) es sólo válida para  $12 + \log(O/H) > 8.20$  (según proponen los autores, aunque quizás un límite inferior más realista es 8.35), ver Figura B.2.

**McGaugh (1991)**: Calibró una relación entre  $R_{23}$  y la abundancia de oxígeno usando modelos de regiones H II desarrollados con el código de fotoionización CLOUDY. Los modelos de McGaugh (1991) incluyen los efectos del polvo y las variaciones en el parámetro de ionización, y. Kobulnicky, Kennicutt y Pizagno (1999) proporcionaron expresiones analíticas a la calibración de McGaugh (1991) a partir de ajustes a los modelos de fotoionización,

$$12 + \log(O/H)_{up} = 7.056 + 0.767x + 0.602x^{2} - y(0.29 + 0.332x - 0.331x^{2}),$$
  

$$12 + \log(O/H)_{low} = 9.061 - 0.2x - 0.237x^{2} - 0.305x^{3} - 0.0283x^{4} - y(0.0047 - 0.0221x - 0.102x^{2} - 0.0817x^{3} - 0.00717x^{4}),$$
  
(B.9)

estando el límite entre las dos ramas en 12+log(O/H)~8.4. Mostramos esta calibración en la Figura B.3 (izquierda) para tres valores diferentes del parámetro de ionización, y = 0 ( $R_2 = R_3$ ), y = -1 ( $R_2 > R_3$ ) y y = 1 ( $R_2 < R_3$ ).

**Pilyugin (2000)** encontró que las calibraciones previas involucrando el parámetro  $R_{23}$  tenían un error sistemático dependiendo de la dureza de la radiación ionizante, sugiriendo que el parámetro de excitación, P, es un buen indicador de ello. En

varios artículos, Pilyugin desarrolla un análisis detallado de datos observacionales combinados con modelos de fotoionización para obtener calibraciones empíricas a la abundancia de oxígeno. Pilyugin (2000) confirma la idea de McGaugh (1991) de que las líneas de emisión brillantes de [OII] u [OIII] poseen la información necesaria para determinar abundancias precisas en regiones HII de baja metalicidad (y puede que incluso a alta metalicidad). (Pilyugin 2000) usa los nuevos datos observacionales para proponer un ajuste lineal involucrando únicamente el parámetro  $R_{23}$ ,

$$12 + \log(O/H)_{up} = 9.50 - 1.40 \log R_{23},$$
 (B.10)

$$12 + \log(O/H)_{low} = 6.53 + 1.40 \log R_{23}, \tag{B.11}$$

suponiendo el límite entre la rama alta y baja en  $12 + \log(O/H) \sim 8.0$ . Esta calibración es similar a la proporcionada por Edmunds y Pagel (1984), posee la misma pendiente, pero Pilyugin (2000) está desplazada a menores abundancias unos 0.07 dex. Sin embargo, esta nueva relación no es suficiente como para explicar la gran dispersión en datos observacionales. Así, **Pilyugin (2001a)** proporciona la calibración siguiente, más real y compleja, que involucra también el parámetro de excitación *P*:

$$12 + \log(O/H)_{up} = \frac{R_{23} + 54.2 + 59.45P + 7.31P^2}{6.01 + 6.71P + 0.371P^2 + 0.243R_{23}}.$$
 (B.12)

Éste es el denominado *método-P*, que puede utilizarse en regiones H II de alta metalicidad, para  $12 + \log(O/H) \gtrsim 8.3$ . Pilyugin usó modelos de regiones H II con dos zonas y la relación entre  $T_e(OII)$  y  $T_e(OIII)$  de Garnett (1992). Para la rama de baja metalicidad, **Pilyugin (2001b)** encuentra que

$$12 + \log(O/H)_{low} = 6.35 + 1.45 \log R_{23} - 1.74 \log P.$$
 (B.13)

En la Figura B.3 (derecha) se muestran estas relaciones para P=0.1, 0.5 ( $R_2 = R_3$ ) y 0.9. Pilyugin estima que la precisión en la determinación de la abundancia de oxígeno con este método es de unos 0.1 dex. Pilyugin (2001a) también determinó una relación entre  $R_{23}$ , el parámetro P y la temperatura electrónica para regiones H II de alta metalicidad para las que no se hayan detectado cocientes de líneas dependientes de  $T_{\rm e}$ , con una incertidumbre de  $\sim$ 500 K<sup>1</sup>. La temperatura electrónica determinada con este método,  $T_P$ , se puede expresar como:

$$T_P = 10^4 \times \frac{R_{23} + 3.09 + 7.05P + 2.87P^2}{9.90 + 11.86P + 7.05P^2 - 0.583R_{23}} \quad \text{K.}$$
(B.14)

 $T_P$  puede emplearse para el cálculo de la abundancia de oxígeno a través del método directo. Empleando las últimas medidas de los flujos de las líneas de oxígeno en regiones H II de alta metalicidad,  $12+\log(O/H)>8.25$ , Pilyugin (2005) proporciona una relación entre el flujo de la línea de emisión auroral de [O III]  $\lambda$ 4363 y  $R_{23}$ ,

$$\log R = (-4.264 \pm 0.038) + (3.087 \pm 0.046) \log R_{23}, \tag{B.15}$$

 $<sup>^1\</sup>mathrm{Aunque}$ encontró diferencias del orden de 1000 K en algunos objetos.



FIGURA B.3: (*Izquierda*) Calibración empírica de McGaugh (1991) usando varios valores de y. (*Derecha*) Calibración empírica de Pilyugin (2001a,b) usando varios valores de P.

siendo R el flujo de [OIII]  $\lambda$ 4363. Thuan, Izotov y Foltz (1999) proporcionan una relación entre  $T_e(OIII)$  y  $R_{23}$  determinado a partir de la muestra de galaxias enanas compactas azules (BCDGs) de baja metalicidad estudiada por Izotov et al. (1994) con  $12 + \log(O/H) \leq 7.9$  y buenas determinaciones de la temperatura electrónica,

$$T_e(\text{O III}) = 26300 - 13700 \times \log R_{23}.$$
 (B.16)

Estos autores sugieren un error medio de  $T_{\rm e}$  de  ${\sim}1000$  K.

Kewley y Dopita (2002): Usaron una combinación de modelos de síntesis de poblaciones estelares y de fotoionización para obtener una malla de diagnósticos de parámetros de ionización y abundancias basada sólo en líneas de emisión brillantes en el óptico. Su método optimizado usa los cocientes de [NII], [OII], [OIII], [SII], [SIII] y las líneas de Balmer, que son las líneas nebulares más intensas accesibles desde tierra. Los modelos de Kewley y Dopita (2002) comienzan con el supuesto de que  $R_{23}$  y otros diagnósticos de abundancias basados en líneas brillantes también dependen del parámetro de ionización  $q \equiv c \times U$  (ver Ecuación 3.21), que tiene unidades de cm  $s^{-1}$ . Estos autores emplearon los códigos de síntesis de poblaciones de STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999) y PEGASE.2 (Fioc y Rocca-Volmerange 1997) (ver §4.7) para generar el campo de radiación ionizante, suponiendo brotes de formación estelar con edad cero, IMF de Salpeter y límites de masa de 0.1 y 120  $M_{\odot}$  con metalicidades entre 0.05 y 3 veces la solar. Los campos de radiación ionizante sirvieron de entrada al código de fotoionización y choques MAPPINGS III (Sutherland y Dopita 1993), que incluye un tratamiento autoconsistente de la física nebular y el polvo. Kewley y Dopita (2002) usaron previamente estos modelos para simular los espectros de líneas de emisión observados en regiones HII y galaxias starbursts (Dopita et al. 2000), donde están descritos con detalle.

El procedimiento propuesto por Kewley y Dopita (2002) para determinar la abundancia de oxígeno usando sólo las líneas de emisión brillantes es el siguiente:

1. Obtener una estimación inicial de 12+log(O/H) usando los métodos de Zaritsky et al. (1994) o McGaugh (1991).



FIGURA B.4: Diagramas de diagnóstico log ([O III]  $\lambda 5007$  /[O II]  $\lambda \lambda 3726, 29$ ) (izquierda) y log ([S III]  $\lambda \lambda$  9069,9532 / [S II]  $\lambda \lambda$  6617,31) (derecha) en función del parámetro de ionización, q, siguiendo los modelos de Kewley y Dopita (2002). Se muestran curvas para varias metalicidades.

2. Usar los parámetros de ionización disponibles,  $y = \log([O \text{ III}]/[O \text{ II}])$  y/o  $y_{\text{S}} \equiv \log([S \text{ III}] \lambda \lambda 9069,9532 / [S \text{ II}] \lambda \lambda 6617,6631)$  para determinar q suponiendo la abundancia de oxígeno conseguida en el paso anterior. La mejor elección es el uso de  $y_{\text{S}}$  porque depende poco de la metalicidad (ver Figura B.4, derecha). Los ajustes polinómicos de tercer orden a los modelos para cada rango de metalicidad se muestran en la Tabla B.1 y tienen la forma

$$R = k_0 + k_1 x + k_2 x^2 + k_3 x^3, \tag{B.17}$$

siendo R el parámetro de ionización  $(y \circ y_S)$ , x el parámetro de ionización en la forma  $x = \log(q) \ge k_{0-3}$  los coeficientes del ajuste (dados en la Tabla B.1).

3. Suponiendo el valor de q determinado en el paso anterior, emplear los diagramas de diagnóstico para determinar la abundancia de oxígeno. La elección del mejor diagrama depende de qué líneas están disponibles en cada caso. Kewley y Dopita (2002) proporcionan ajustes a los modelos en la forma de polinomios de cuarto orden según:

$$\log(R) = k_0 + k_1 x + k_2 x^2 + k_3 x^3 + 4_4 x^4, \tag{B.18}$$

donde R representa un parámetro determinando como cociente de líneas brillantes:  $R_{23}, S_{23}$  (ver su definición más abajo), [N II]/[O II], [N II]/[S II], [N II]/H $\alpha$  o [N II]/[O III].  $k_{0-4}$  son los coeficientes del ajuste (dados en la Tabla B.1) y dependientes de q y x la metalicidad obtenida en la forma 12+log(O/H). Los dos mejores opciones para R son:

- (a) Usar el parámetro R<sub>23</sub>. Los ajustes a los modelos de Kewley y Dopita (2002) se muestran en la Figura B.5 (izquierda); los coeficientes están tabulados en la Tabla B.1. Como siempre, el principal problema aquí es conocer la rama en la que nos encontramos. Kewley y Dopita (2002) recomendaron usar otros diagramas de diagnóstico, como [N II]/[O III], para ello.
- (b) Usar el parámetro [N II]  $\lambda6583/[{\rm O\,II}]~\lambda3727$ . Los ajustes proporcionados por Kewley y Dopita (2002) a sus modelos se muestran en la Figura B.5 (derecha). Este cociente tiene la ventaja de que es casi independiente del q porque N^+ y O^+

#### 496 CAPÍTULO B. Calibraciones empíricas para calcular abundancias químicas

TABLA B.1: Coeficientes para los diagnósticos del parámetro de ionización (primeras filas, para varias metalicidades) y para abundancias (últimas filas, para varios valores de q) siguiendo los modelos de fotoionización desarrollados por Kewley y Dopita (2002). Todos los diagnósticos R están en escala logarítmica,  $\log(R)$ . Los valores para  $q = 6 \times 10^7$  son una interpolación entre los valores para  $q = 4 \times 10^7$  y  $q = 8 \times 10^7$  cm s<sup>-1</sup>. En esencia, podría decirse que ésta es la calibración empírica de Kewley y Dopita (2002).

| Diagnóstico (R)    | 7.63              | 7.93                   | 8.23                   | 8.63              | 8.93              | 9.11                   | 9.23                | 9.49              |
|--------------------|-------------------|------------------------|------------------------|-------------------|-------------------|------------------------|---------------------|-------------------|
| [O III] /[O II]·   |                   |                        |                        |                   |                   |                        |                     |                   |
| ko                 | -36,9772          | -74 2814               | -367948                | -81 1880          | -526367           | -86 8674               | -24 4044            | 49 4728           |
| k1                 | 10 2838           | 24 6206                | 10.0581                | 27 5082           | 16 0880           | 28 0455                | 2 51913             | -27.4711          |
| ko                 | -0.957421         | -2 79194               | -0.914212              | -3 19126          | -1.67443          | -3.01747               | 0 452486            | 4 50304           |
| k2                 | 0.0328614         | 0 110773               | 0.0300472              | 0 128252          | 0.0608004         | 0.108311               | -0.0401711          | -0.232228         |
| <i>n</i> 3         | 0.0020014         | 0.110110               | 0.0000412              | 0.120202          | 0.0000004         | 0.100011               | 0.0401111           | 0.202220          |
| [S III]/[S II]:    |                   |                        |                        |                   |                   |                        |                     |                   |
| $k_0$              | 30.0116           | 16.8569                | 32.2358                | -3.06247          | -2.94394          | -38.1338               | -21.0240            | -6.61131          |
| $k_1$              | -14.8970          | -9.62876               | -15.2438               | -0.864092         | -0.546041         | 13.0914                | 6.55748             | 1.36836           |
| $k_2$              | 2.30577           | 1.59938                | 2.27251                | 0.328467          | 0.239226          | -1.51014               | -0.683584           | -0.0717560        |
| $k_3$              | -0.112314         | -0.0804552             | -0.106913              | -0.0196089        | -0.0136716        | 0.0605926              | 0.0258690           | 0.00225792        |
|                    | 6                 | -                      | -                      | -                 | -                 |                        |                     |                   |
| Diagnóstico        | $5 \times 10^{6}$ | $1 \times 10^{\prime}$ | $2 \times 10^{\prime}$ | $4 \times 10^{7}$ | $6 \times 10^{7}$ | $8 \times 10^{\prime}$ | $1.5 \times 10^{8}$ | $3 \times 10^{8}$ |
| $R_{23}$ :         |                   |                        |                        |                   |                   |                        |                     |                   |
| $k_0$              | -3267.93          | -3727.42               | -4282.30               | -4745.18          | -4630.82          | -4516.46               | -3509.63            | -1550.53          |
| $k_1$              | 1611.04           | 1827.45                | 2090.55                | 2309.42           | 2254.26           | 2199.09                | 1718.64             | 784.26            |
| $k_2$              | -298.187          | -336.340               | -383.039               | -421.778          | -411.823          | -401.868               | -316.057            | -149.245          |
| $k_3$              | 24.5508           | 27.5367                | 31.2159                | 34.2598           | 33.4642           | 32.6686                | 25.8717             | 12.6618           |
| $k_4$              | -0.75831          | -0.845876              | -0.954473              | -1.04411          | -1.0203775        | -0.996645              | -0.795242           | -0.403774         |
| [N II]/[O II]:     |                   |                        |                        |                   |                   |                        |                     |                   |
| k <sub>0</sub>     | 616.294           | 859.253                | 1106.87                | 1307.93           | 1289.18           | 1270.42                | 1067.21             | 751.533           |
| $k_1^{*}$          | -298.819          | -413.604               | -532.154               | -628.828          | -620.697          | -612.566               | -517.101            | -367.682          |
| $k_2$              | 54.7919           | 75.1020                | 96.3733                | 113.802           | 112.508           | 111.214                | 94.4377             | 67.9579           |
| k3                 | -4.51877          | -6.11475               | -7.81061               | -9.20734          | -9.11837          | -9.02939               | -7.72256            | -5.64034          |
| $k_4$              | 0.141576          | 0.188586               | 0.239282               | 0.281264          | 0.279059          | 0.276854               | 0.238784            | 0.177489          |
| $[N II]/H\alpha$ : |                   |                        |                        |                   |                   |                        |                     |                   |
| k <sub>0</sub>     | -2700.08          | -2777.11               | -2940.90               | -3073.05          | -3061.33          | -3049.60               | -2983.69            | -3100.57          |
| $k_1^{\circ}$      | 1335.14           | 1369.97                | 1445.50                | 1505.94           | 1498.51           | 1491.07                | 1454.45             | 1501.77           |
| k2                 | -247.533          | -253.434               | -266.482               | -276.829          | -275.170          | -273.510               | -266.015            | -272.883          |
| k3                 | 20.3663           | 20.8100                | 21.8103                | 22.5946           | 22.4357           | 22.2767                | 21.6024             | 22.0132           |
| $k_4$              | -0.62692          | -0.63942               | -0.6681                | -0.6903           | -0.6848           | -0.6792                | -0.6566             | -0.6646           |
| $S_{23}$ :         |                   |                        |                        |                   |                   |                        |                     |                   |
| k0                 | -1543.68          | -1542.15               | -1749.48               | -1880.06          | -1753.58          | -1627.10               | -1011.65            | -81.6519          |
| $k_1^{\circ}$      | 761.018           | 758.664                | 855.280                | 914.362           | 852.627           | 790.891                | 497.017             | 55.3453           |
| k2                 | -141.061          | -140.351               | -157.198               | -167.192          | -155.946          | -144.699               | -92.2429            | -13.7783          |
| k3                 | 11.6389           | 11.5597                | 12.8626                | 13.6119           | 12.7054           | 11.7988                | 7.64915             | 1.46716           |
| k4                 | -0.360280         | -0.357261              | -0.394978              | -0.415997         | -0.388710         | -0.361423              | -0.238660           | -0.0563760        |
| [N II]/[O III]:    |                   |                        |                        |                   |                   |                        |                     |                   |
| ko                 | 912.833           | 3720.98                | 4180.19                | 4289.18           | 4249.17           | 4209.16                | 4013.22             | 3246.13           |
| k1                 | -461.733          | -1792.96               | -2011.36               | -2064.05          | -2048.16          | -2032.26               | -1950.99            | -1604.38          |
| ko                 | 87 8445           | 324 052                | 362 929                | 372 477           | 370 238           | 367 999                | 355 774             | 297 497           |
| k2                 | -7.45740          | -26.0543               | -29.1288               | -29.9016          | -29.7761          | -29.6506               | -28.8754            | -24.5628          |
| k4                 | 0.238581          | 0.786768               | 0.877939               | 0.901534          | 0.899501          | 0.897467               | 0.880623            | 0.762337          |
| ~4                 | 0.200001          | 000100                 | 0.011000               | 0.001004          | 0.000001          | 0.001401               | 0.000020            | 01102001          |

tienen potenciales de ionización similar. Para metalicidades mayores de 8.60, las curvas pueden ajustarse siguiendo una forma cuadrática que no depende de q:

$$12 + \log(O/H) = \log \left[ 1.54020 + 1.26602 \log \left( \frac{[N II]}{[O II]} \right) + \log \left( \frac{[N II]}{[O II]} \right)^2 \right] + 8.93.$$
(B.19)

4. Usar el valor de 12+log(O/H) obtenido como entrada al paso 2 e iterar hasta converger.

Kobulnicky y Kewley (2004): Proporcionan una parametrización al método de Kewley y Dopita (2002) involucrando el parámetro  $R_{23}$  de forma similar al con-



FIGURA B.5: Parámetros de diagnóstico  $R_{23}$  (*izquierda*) y log ([N II]  $\lambda 6583$  /[O II]  $\lambda \lambda 3727$ ) (*derecha*) en función de la metalicidad, siguiendo los modelos de Kewley y Dopita (2002). Para ambos casos se muestran curvas para varios valores del parámetro de ionización q.

seguido por Kobulnicky et al. (1999) para la calibración de McGaugh (1991). Su objetivo es obtener de una manera sencilla y rápida estimaciones de la metalicidad para comparar en la muestra de 204 galaxias con líneas de emisión con desplazamientos al rojo de 0.3 < z < 1.0 obtenida por *Great Observatories Origins Deep Survey-North* (GOODS-N). Así, presentan un esquema iterativo para obtener tanto el parámetro de ionización q como la abundancia de oxígeno usando únicamente las líneas de [O III], [O II] y H $\beta$ . La parametrización que proporcionan para q es

$$\log(q) = \frac{32.81 - 1.153y^2 + \left\lfloor 12 + \log(O/H) \right\rfloor \left\lfloor -3.396 - 0.025y + 0.1444y^2 \right\rfloor}{4.603 - 0.3119y - 0.163y^2 + \left\lceil 12 + \log(O/H) \right\rceil \left\lfloor -0.48 + 0.0271y + 0.02037y^2 \right\rceil},$$
(B.20)

donde  $y = \log([O III]/[O II])$ . Esta ecuación sólo es válida para valores de q entre  $5 \times 10^6$  y  $1.5 \times 10^8$  cm s<sup>-1</sup>. La abundancia de oxígeno viene parametrizada por:

$$12 + \log(O/H)_{up} = 9.72 - 0.777x - 0.951x^2 - 0.072x^3 - 0.811x^4 - \log(q) \\ \times (0.0737 - 0.0713x - 0.141x^2 + 0.0373x^3 - 0.058x^4), \quad (B.21)$$
  
$$12 + \log(O/H)_{low} = 9.40 + 4.65x - 3.17x^2 - \log(q)(0.272 + 0.547x - 0.513x^2),$$

siendo  $x = \log R_{23}$ . La primera ecuación se aplica para  $12 + \log(O/H) \ge 8.4$ , mientras que la segunda es usada en el caso de  $12 + \log(O/H) < 8.4$ . La Figura B.6 (izquierda) muestra estas ecuaciones para tres valores distintos de q. Típicamente, se necesitan entre 2 y 3 iteraciones para llegar a la convergencia. Siguiendo a Kobulnicky y Kewley (2004), esta parametrización podría considerarse como una mejora al método de coeficientes de  $R_{23}$  tabulados de Kewley y Dopita (2002).

Además de  $R_{23}$ , se han analizado otros parámetros basados en líneas de emisión brillantes que pudiesen servir para estimar la metalicidad de un objeto. En la ausencia de otras líneas de emisión, el **parámetro**  $N_2$ , definido como

$$N_2 \equiv \log \frac{I([\text{N II}])\lambda 6583}{\text{H}\alpha},\tag{B.22}$$



FIGURA B.6: (*Izquierda*) Parámetro  $R_{23}$  en función de la metalicidad, siguiendo la parametrización de Kobulnicky y Kewley (2004) para los modelos de Kewley y Dopita (2002). Se muestran curvas para tres valores de q. (*Derecha*) Parámetro  $N_2 = \log([N II6583]/H\alpha)$  frente a la abundancia de oxígeno, siguiendo los modelos de Kewley y Dopita (2002). Se muestran curvas para distintos parámetros de ionización q.

puede emplearse como un estimador de la metalicidad. Sin embargo, hay que resaltar que el cociente  $[N II]/H\alpha$  es particularmente sensible a excitación por choques o a la presencia de un campo de radiación duro dado por un AGN (ver §3.8). El parámetro  $N_2$  se propuso por primera vez por Storchi-Bergmann, Calzetti y Kinney (1994), quienes propusieron una calibración tentativa del cociente  $N_2$  en función de O/H. Esta calibración fue mejorada por van Zee et al. (1998), Denicoló, Terlevich y Terlevich (2002) y Pettini y Pagel (2004). La calibración de **Denicoló et al. (2002)** es:

$$12 + \log(O/H) = 9.12 + 0.73N_2,$$
 (B.23)

que mejora considerablemente las relaciones previas porque se incluyeron en el análisis una muestra amplia de regiones H II extragalácticas cercanas. La incertidumbre de este método es ~0.2 dex (Pérez-Montero 2002) porque  $N_2$  es sensible a variaciones de la ionización y del cociente N/O, por lo que estrictamente sólo debería emplearse como un indicador aproximado. Denicoló et al. (2002) compararon su método con modelos de fotoionización, concluyendo que el cociente  $N_2$  es consistente con que el nitrógeno tenga un origen primario y secundario combinado.

El método  $N_2$  fue mejorado recientemente por Pettini y Pagel (2004), quienes incluyeron nuevos datos para alta y baja metalicidad y consideraron únicamente aquellas regiones H II extragalácticas cuya abundancia de oxígeno viniese determinada por el método directo (estimación directa de  $T_e$ ) o con modelos detallados de fotoionización, El ajuste lineal que encuentran a su muestra es:

$$12 + \log(O/H) = 8.90 + 0.57N_2,$$
 (B.24)

que tienen una pendiente más suave y un punto-cero inferior a la propuesta por Denicoló et al. (2002). Un ajuste ligeramente mejor se consigue cuando se utiliza



FIGURA B.7: (*Izquierda*) Calibraciones empíricas involucrando el parámetro  $N_2$ : D02: Denicoló et al. (2002), PP04: Pettini y Pagel (2004). (*Derecha*) Calibraciones empíricas de Díaz y Pérez-Montero (2000) (DP00) involucrando el parámetro  $S_{23}$ .

un polinomio de tercer orden de la forma:

$$12 + \log(O/H) = 9.37 + 2.032N_2 + 1.26(N_2)^2 + 0.32(N_2)^3,$$
 (B.25)

válido en el rango  $-2.5 < N_2 < -0.3$ . Indicamos las tres calibraciones empíricas involucrando el parámetro  $N_2$  en la Figura B.7 (izquierda). Los modelos proporcionados por Kewley y Dopita (2002) también ofrecen una parametrización del cociente  $N_2$  siguiendo el ajuste polinómico de cuarto orden expresado en la Ecuación B.18, siendo en este caso  $R = N_2$ . Las constantes  $k_{0-4}$  se recogen en la Tabla B.1 para varios valores de q. El diagrama de diagnóstico de  $N_2$  frente a la metalicidad siguiendo los modelos de Kewley y Dopita (2002) se muestra en la Figura B.6 (derecha).

El parámetro  $S_{23}$  fue introducido por Vílchez y Esteban (1996) y se define como la suma de los flujos de las líneas [S II]  $\lambda\lambda 6717, 6731$  y [S III]  $\lambda\lambda 9069, 9532$ ,

$$S_{23} = \frac{I([S \text{ II}])\lambda\lambda6717, 6731 + I([S \text{ III}])\lambda\lambda9069, 9532}{H\beta}.$$
 (B.26)

Espectroscópicamente, estas líneas son análogas a las líneas de oxígeno que definen el parámetro  $R_{23}$  pero, como poseen una longitud de onda mayor, su contribución al enfriamiento de la nebulosa debería comenzar a ser importante a temperaturas electrónicas más bajas. A pesar de esto, la abundancia menor de azufre hace que estas líneas sean menos importantes que las líneas de [O III] como refrigerantes. Por otro lado, las líneas de azufre son menos sensibles a  $T_{\rm e}$ , por lo que es de esperar que la relación entre sus intensidades y la metalicidad de la nebulosa deje de ser lineal a altas metalicidades, permaneciendo monovaluada en un rango mucho mayor que el encontrado para  $R_{23}$ . Desde el punto de vista observacional, el cociente  $S_{23}$ está menos afectado por enrojecimiento y las líneas involucradas pueden observarse fácilmente en regiones H II de alta y baja excitación.

Como se ha comentado, en contra del método  $R_{23}$ , la relación entre el parámetro  $S_{23}$  y la abundancia de oxígeno permanece monovaluada hasta metalicidades cer-

canas al solar. Díaz y Pérez-Montero (2000) consiguieron una calibración empírica usando  $S_{23}$  con una dispersión algo inferior a la que se tiene con  $R_{23}$ ,

$$12 + \log(O/H) = 8.27 + 1.53 \log S_{23}.$$
 (B.27)

Sin embargo, para bajas metalicidades los datos se desvían ligeramente de la linealidad. Esto se debe a que estos autores emplearon los datos de la galaxia l Zw 18, que tiene un grado de excitación muy elevado, incrementando la fracción de S<sup>3+</sup> presente en el objeto y, por lo tanto, disminuyendo  $S_{23}$ . Para solucionar este problema, Díaz y Pérez-Montero (2000) realizaron un ajuste cuadrático,

$$12 + \log(O/H) = 8.25 + 1.42 \log S_{23} + 0.24 (\log S_{23})^2,$$
 (B.28)

que proporciona un ajuste mejor a los datos de muy baja metalicidad. Mostramos estos dos ajustes involucrando el parámetro  $S_{23}$  en la Figura B.7 (derecha). La calibración de  $S_{23}$  puede usarse entre  $12 + \log(O/H) = 7.20$  ( $\simeq 0.03$  veces la solar) y  $12 + \log(O/H) = 8.80$  ( $\simeq 1.3$  veces la solar). Sin embargo, como notaron Denicoló et al. (2002), debería mejorarse incluyendo datos de calidad en los límites de alta y baja metalicidad. Los modelos de Kewley y Dopita (2002) también proporcionan una parametrización del cociente  $S_{23}$  siguiendo el ajuste polinómico de cuarto grado expresado en la Ecuación B.18, siendo en este caso  $R = S_{23}$ . Las constantes  $k_{0-4}$  se recopilan para varios valores de q en la Tabla B.1.

Oey y Shields (2000) argumentaron que el método  $S_{23}$  es más sensible al parámetro de ionización que  $R_{23}$ , proponiendo incluir las líneas de emisión de [S IV] en NIR para solucionar la limitación de  $S_{23}$ , introduciendo el método  $S_{234}$ . El problema de este parámetro es que no se tienen buenos datos de las líneas de [S IV], además de que su detección se limita a galaxias con desplazamientos al rojo inferiores a ~0.1.

Finalmente, Pettini y Pagel (2004) reintroducieron el cociente O3N2,

$$O3N2 \equiv \log \frac{[O \text{ III}] \ \lambda 5007/\text{H}\beta}{[\text{N II}] \ \lambda 6583/\text{H}\alpha},\tag{B.29}$$

que ya había sido formulado por Alloin et al. (1979). Pettini y Pagel (2004) determinaron el siguiente ajuste a su recopilación de datos observacionales:

$$12 + \log(O/H) = 8.73 - 0.32O3N2.$$
 (B.30)

Kewley y Dopita (2002) también proporcionaron una parametrización del parámetro O3N2 de forma análoga a otras de sus parametrizaciones (ver Ecuación B.18, siendo ahora R = O3N2). La Tabla B.1 también incluye las constantes  $k_{0-4}$  para varios valores de q siguiendo esta calibración.

Recientemente se están explorando otros parámetros, como [Ar III]/[O III] y [S III]/[O III] (Stasinska 2006), como indicadores de la abundancia de oxígeno en regiones H II y galaxias *starbursts*. Aún queda mucho trabajo observacional y teórico que realizar en torno a las calibraciones empíricas.

APÉNDICE C : Determinación práctica del ritmo de formación estelar

Como comentamos en §4.5, la determinación del ritmo de formación estelar (SFR, star formation rate) proporciona pistas importantes sobre la naturaleza, formación y evolución de las galaxias. En este Apéndice recopilamos de forma práctica las técnicas multifrecuencia más importantes para determinar el SFR en galaxias starburst, comentando brevemente sus ventajas y desventajas.

### C.1 ¡Cuidado con las unidades!

Ante nada, unas pequeñas palabras sobre notación. El *flujo*,  $f_{\nu}$  ó F, proporciona la potencia de la radiación por unidad de área. Su unidades son W m<sup>-2</sup> Hz<sup>-1</sup> ó W m<sup>-2</sup> dependiendo de si se considera el flujo a cierta frecuencia o el flujo total. La correspondencia entre ambos es

$$F = \int_{\nu_1}^{\nu_2} f_{\nu} d\nu,$$
 (C.1)

donde  $\nu_1$  y  $\nu_2$  es el rango de frecuencia. El flujo también puede expresarse en unidades de W m<sup>-2</sup> Å<sup>-1</sup>, en este caso es útil recordar que

$$f_{\nu} = \frac{-\lambda^2}{c} f_{\lambda}.$$
 (C.2)

El *flujo total* o *luminosidad*, L ó  $L_{\nu}$ , es el flujo a través de una superficie cerrada alrededor de la fuente. Sus dimensiones son W y W Hz<sup>-1</sup>, respectivamente. Suponiendo una fuente que emita isotrópicamente, su radiación a una distancia Destá distribuida uniformemente sobre una superficie esférica de área  $4\pi D^2$ . Si el flujo de la radiación a través de esta superficie es F, la luminosidad sería

$$L = 4\pi D^2 F. \tag{C.3}$$

No obstante, uno de los mayores problemas a la hora de realizar los cálculos es el uso de las dimensiones correctas. En Astrofísica, se suele usar el sistema CGS

TABLA C.1: Características de los fitros de banda ancha de Johnson, incluyendo los valores del flujo de una estrella de magnitud 0 y del Sol en cada filtro. Tabla adaptada de Binney y Merrifield (1998, su Tabla 2.1) y de Zombeck (1990, Handbook of space astronomy and astrophysics pág. 100).

| Banda | $\stackrel{\lambda_{eff}}{\mathring{\mathrm{A}}}$ | FWHM<br>Å | $\begin{smallmatrix} f_\lambda(0.0)^{\rm a} \\ {\rm erg~cm^{-2}~s^{-1}~\AA^{-1}} \end{smallmatrix}$ | $f_{\nu}(0.0)^{\rm a}$<br>W m <sup>-2</sup> Hz <sup>-1</sup> | $\begin{smallmatrix} L_{\bigodot,X} \\ 10^{25} \mathrm{~W^e} \end{smallmatrix}$ | $\mathrm{M}_{\odot,X}$ | $\mathbf{m}_{\bigodot,X}$ | $\begin{smallmatrix} L_{\lambda}(\mathrm{M}_{\odot})^{\mathrm{b}} \\ \mathrm{erg \ s}^{-1} \ \mathrm{\mathring{A}}^{-1} \end{smallmatrix}$ | ${}^{L_{\nu}(M_{\odot})^{c,d}}_{W Hz^{-1}}$ |
|-------|---|-----------|---|--|---|------------------------|---------------------------|--|---|
| U     | 3650  | 660       | $4.27 \times 10^{-9}$   | $1.90 \times 10^{-23}$                                       | 1.86  | 5.58                   | -26.75                    | $6.051 \times 10^{29}$   | $2.692 \times 10^{11}$                      |
| в     | 4450  | 940       | $6.61 \times 10^{-9}$   | $4.27 \times 10^{-23}$                                       | 4.67  | 5.48                   | -26.85                    | $1.027 \times 10^{30}$   | $6.635 \times 10^{11}$                      |
| V     | 5510  | 880       | $3.64 \times 10^{-9}$   | $3.67 \times 10^{-23}$                                       | 4.64  | 4.83                   | -27.50                    | $1.029 \times 10^{30}$   | $1.038 \times 10^{12}$                      |
| R     | 6580  | 1380      | $1.74 \times 10^{-9}$   | $2.84 \times 10^{-23}$                                       | 6.94  | 4.42                   | -27.91                    | $7.177 \times 10^{29}$   | $1.171 \times 10^{12}$                      |
| Ι     | 8060  | 1490      | $8.32 \times 10^{-10}$  | $2.25 \times 10^{-23}$                                       | 4.71  | 4.08                   | -28.25                    | $4.694 \times 10^{29}$   | $1.269 \times 10^{12}$                      |
| J     | 12200   | 2130      | $3.18 \times 10^{-10}$  | $1.65 \times 10^{-23}$                                       | 2.49  | 3.64                   | -28.69                    | $2.690 \times 10^{29}$   | $1.396 \times 10^{12}$                      |
| Н     | 16300   | 3070      | $1.18 \times 10^{-10}$  | $1.07 \times 10^{-23}$                                       | 1.81  | 3.32                   | -29.01                    | $1.341 \times 10^{29}$   | $1.216 \times 10^{12}$                      |
| К     | 21900   | 3900      | $4.17 \times 10^{-11}$  | $6.73 \times 10^{-24}$                                       | 0.82  | 3.28                   | -29.05                    | $4.915 \times 10^{28}$   | $7.932 \times 10^{11}$                      |

<sup>a</sup> Flujo para una estrella de magnitud aparente 0.0 en el filtro X. <sup>b</sup> Applicando  $L_{\lambda}(M) = 4\pi D^2(cm) \times 10^{-0.4 \times M} f_{\lambda}(0.0).$ <sup>c</sup> Applicando  $L_{\nu}(M) = 4\pi D^2(m) \times 10^{-0.4 \times M} f_{\nu}(0.0).$ <sup>d</sup>  $L_{\nu}$  (W Hz<sup>-1</sup>) =  $10^{-7} \times \frac{\lambda^2}{c} L_{\lambda}$  (erg s<sup>-1</sup> Å<sup>-1</sup>), expresándose  $\lambda$  y c en unidades de Å y Å s<sup>-1</sup>, respectivamente. <sup>e</sup> También en unidades de  $10^{32}$  erg s<sup>-1</sup>.

(cm, g y s) en lugar del Sistema Internacional (m, kg y s). La correspondencia entre ambos es, en términos de energía,

$$1 \operatorname{erg} (\operatorname{g} \operatorname{cm}^2 \operatorname{s}^{-2}) = 10^{-7} \operatorname{J} (\operatorname{kg} \operatorname{m}^2 \operatorname{s}^{-2}).$$
 (C.4)

Además, como los flujos observados suelen ser muy pequeños, estas unidades no son muy apropiadas, por lo que los flujos se suelen expresar en jansky, Jy, siendo

$$1 \text{ Jy} = 10^{-26} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1} = 10^{-23} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ Hz}^{-1}.$$
(C.5)

Los jansky son las unidades estándares en FIR y en radio. En otras ocasiones las luminosidades se expresan en unidades solares,  $L_{\odot}$ , correspondiendo:

$$L_{\odot} = 3.826 \times 10^{26} \text{ W} = 3.826 \times 10^{33} \text{ erg s}^{-1}.$$
 (C.6)

Finalmente, a partir de la definición de magnitud absoluta, M, es útil recordar la relación:

$$\frac{L}{L_{\odot}} = 10^{\frac{1}{2.5}(M_{\odot} - M)} \sim 2.512^{(M_{\odot} - M)}.$$
(C.7)

Se suele emplear la magnitud en B, por lo que es necesario conocer la magnitud absoluta del Sol en esta banda,  $M_{\odot,B}$ = +5.48 (Bessell, Castelli y Plez, 1998). El Sol tiene colores U - B = 0.10 y B - V = 0.65, por lo que  $M_{\odot,V} = +4.83$  y  $M_{\odot,U} =$ +5.58. Las características básicas del Sol en los filtros de banda ancha de Johnson estándares se indican en la Tabla C.1. La relación entre las magnitudes aparentes y absolutas es:

$$m_X - M_X = 5\log D - 5,$$
 (C.8)

donde D se expresa en parsecs y la magnitud aparente  $m_X$  se ha corregido por extinción (ver §3.10).

# C.2 Uso del flujo H $\alpha$

Uno de los métodos más extendidos para determinar el SFR es el uso del flujo de las líneas de recombinación, especialmente el flujo en H $\alpha$ , ya que el flujo de una línea de hidrógeno es proporcional al número de fotones ionizantes emitido por las estrellas masivas (que también es proporcional a su ritmo de nacimiento). La calibración más reciente para *starbursts* es la proporcionada por Kennicutt (1998):

$$SFR_{H\alpha} (M_{\odot} \text{ yr}^{-1}) = 7.94 \times 10^{-42} L_{H\alpha} (\text{erg s}^{-1}),$$
 (C.9)

calculada para el caso B de recombinación con  $T_e=10~000$  K. Con esta ecuación, es fácil determinar las conversiones entre otras líneas de recombinación (H $\beta$ , Br $\gamma$ , ...) usando los correspondientes valores teóricos entre Hlpha y la correspondiente línea de recombinación (H $\beta$ /H $\alpha$ , Br $\gamma$ /H $\alpha$ ). La principal ventaja de este método es la elevada intensidad de la línea de emisión de H $\alpha$  en galaxias starbursts: es posible obtener imágenes en filtros estrechos (H $\alpha$  al desplazamiento al rojo adecuado) con una buena resolución espacial incluso con pequeños telescopios. Además, la línea de H $\alpha$  puede detectarse fácilmente en los espectros de objetos localizados a alto z. No obstante, este método tiene como problemas la dependencia con la forma de la IMF y el supuesto de que toda la radiación ionizante es absorbida por el gas ionizado (limitada por radiación, ver §3.4). Pero la mayor fuente de incertidumbre es la extinción. En este trabajo hemos resuelto el problema de la extinción usando el coeficiente de enrojecimiento determinado a partir de nuestros espectros. En caso de usarse imágenes en filtros estrechos, también debe considerarse la contaminación de las líneas de emisión de [N II]  $\lambda\lambda$ 6548,6583, adyacentes a H $\alpha$ . Consultar §5.2.3 para más detalles sobre ambos aspectos..

# C.3 Uso del flujo en FIR

Muchos de los problemas encontrados a la hora de determinar el SFR en el óptico pueden evitarse empleándose datos en el infrarrojo lejano (FIR). La distribución de energía espectral (SED) en FIR está determinada por la radiación como continuo térmico de los granos de polvo, que absorben la radiación visible y UV emitida por las estrellas masivas. Usando distribuciones teóricas de flujo estelar y modelos evolutivos, como STARBURST 99 (Leitherer et al. 1999), también puede determinarse el SFR. Kennicutt (1998) proporciona la siguiente calibración:

$$SFR_{FIR} = 4.5 \times 10^{-44} L_{FIR} \text{ (erg s}^{-1}\text{)}.$$
 (C.10)

Esta relación sólo puede aplicarse para starbursts con edades inferiores a  $10^8$  a, donde las aproximaciones que realizó Kennicutt (1998) son válidas. Si el valor del SFR determinado usando  $L_{FIR}$  coincide con el estimado con la luminosidad en H $\alpha$ , entonces el valor de la extinción empleado para corregir el flujo en H $\alpha$  ha sido apropiado. Otra relación entre el SFR y la luminosidad en FIR es la proporcionada por Condon (1992),

$$SFR_{60\,\mu m} \sim 1.96 \times 10^{-24} L_{60\,\mu m} \text{ (W Hz}^{-1)} \sim 2.346 \times 10^{-4} f_{60\,\mu m} \times D^2, \quad (C.11)$$

usando  $f_{60\,\mu m}$  en Jy y D en Mpc. Esta relación supone que toda la radiación Uv y azul emitida por las estrellas masivas es absorbida por los granos de polvo y reemitida como radiación térmica en la banda de 40-120  $\mu$ m. Algunos autores (Lonsdale, Persson y Helou 1987) han comentado que la radiación de estrellas con masa inferior a 5  $M_{\odot}$  contribuiría significativamente a la emisión en FIR en los discos galácticos, pero en general parece que esta relación proporciona buenos valores de SFR. Roussel et al. (2001) también proporcionó una relación entre la luminosidad en 15  $\mu$ m y el SFR,

$$SFR_{15\,\mu m} \sim 6.5 \times 10^{-9} L_{15\,\mu m}(L_{\odot}).$$
 (C.12)

# C.4 Uso del continuo de radio

En una galaxia individual con formación estelar, su SFR es directamente proporcional a su luminosidad en radio (Condon 1992). Casi toda la luminosidad del continuo de radio de las galaxias sin un AGN significativo traza la formación de estrellas masivas  $(M \ge 8 M_{\odot})$  (Condon et al. 1992). El 10% de la emisión de continuo a 1.4 GHz es debida a la emisión libre-libre de estrellas muy masivas en la secuencia principal (emisión térmica) mientras que el 90% es radiación de sincrotrón de electrones relativistas acelerados por los restos de supernova (emisión no-térmica). Como las estrellas que contribuyen significativamente a la emisión en radio tienen una vida de inferior a  $3 \times 10^7$  años y los electrones relativistas viven unos  $10^8$  años, la luminosidad actual en radio es casi proporcional al ritmo de formación de estrellas masivas durante los últimos  $\leq 10^8$  años (Condon et al. 2002):

$$SFR_{1.4\,\text{GHz}} \ (M > 5M_{\odot}) \sim 2.5 \times 10^{-22} L_{1.4\,\text{GHz}},$$
 (C.13)

donde  $L_{1.4\,\text{GHz}}$  tiene unidades de W Hz<sup>-1</sup>. Mientras esta estimación es razonablemente consistente con las calibraciones empleando H $\alpha$  y FIR, todas son insensibles al SFR de estrellas de baja masa. Suponiendo una IMF de Salpeter en el rango de masas entre 0.1 and 100  $M_{\odot}$ , Condon et al. (2002) encuentra por extrapolación:

$$SFR_{1.4\,\text{GHz}} (M > 0.1M_{\odot}) \sim 1.19 \times 10^{-21} L_{1.4\,\text{GHz}}.$$
 (C.14)

# C.5 Uso de la luminosidad en B

Los modelos de síntesis también proporcionan relaciones entre el SFR y la luminosidad y el color integrado de la población estelar. No obstante, las luminosidades en banda ancha por sí mismas parecen ser pobres trazadores del SFR (Kennicutt 1998). Los

colores y la luminosidades integradas en bandas ópticas de galaxias *starbursts* no sólo dependen de las poblaciones estelares presentes en ellas, sino también de su metalicidad, edad y forma de la IMF. Además, se suelen tener altas incertidumbres por efectos de la extinción. La relación empleada comunmente entre el SFR y las luminosidades en banda ancha en el óptico es aquella que involucra  $L_B$  (Gallagher et al. 1984),

$$SFR_B = 0.29 \times 10^{-10} L_B \ (L_{\odot}).$$
 (C.15)

Posteriormente, Heckman et al. (1998) encontraron que, para starbursts no extremos en galaxias con  $L_{bol} \leq 5 \times 10^{11} L_{\odot}$ , el SFR sigue una correlación entre la luminosidad del starburst y la masa de la galaxia huésped. Esto permitió a Calzetti (2001) formular la siguiente relación entre el SFR y la luminosidad en *B* de la galaxia en la que se encuentra,

$$SFR_B = 2.94 \times 10^{-11} L_{B, host}^{1.064} (L_{\odot}).$$
 (C.16)

Para determinar  $L_{B, host}$  es necesario el uso de los parámetros estructurales de un ajuste exponencial al perfil de brillo superficial en B (ver §5.2.1).

Es importante resaltar que el SFR determinado a partir de la luminosidad azul corresponde al de los últimos pocos miles de millones de años, mientras que los valores encontrados con las luminosidades en H $\alpha$ , FIR o continuo de radio indican el SFR actual (< 10<sup>7</sup> años).

#### C.5.1 Usando el flujo del continuo UV

Las limitaciones vistas en la sección previa pueden evitarse si se realizan observaciones en frecuencias donde el espectro integrado esté dominado por las estrellas jóvenes, de manera que el SFR escale linealmente con la luminosidad. El rango espectral óptimo es 1250-2500 Å, cerca del bosque de Ly $\alpha$  pero lo suficientemente corto como para minimizar la contaminación espectral por poblaciones de estrellas más viejas. La conversión entre el flujo Uv en un intervalo espectral dado y el SFR se puede determinar empleando modelos de síntesis. Kennicutt (1998) supone que el SFR ha permanecido constante en una escala de tiempo lo suficientemente larga comparada con los tiempos de vida de la población emisora de fotones Uv dominante  $(< 10^8 \text{ yr})$  para estimar

$$SFR_{UV} = 1.4 \times 10^{-28} L_{\nu} \text{ (erg s}^{-1} \text{ Hz}^{-1}),$$
 (C.17)

suponiendo formación estelar continua, para una IMF de Salpeter con límites de masa de 0.1 y 100  $M_{\odot}$  en el rango 1500–2800 Å. Sin embargo, esta relación no puede aplicarse a galaxias con *starbursts* jóvenes y tiene una dependencia muy importante de la IMF asumida. La principal ventaja de este método es que está directamente relacionada con la emisión fotométrica de las poblaciones estelares jóvenes y puede aplicarse a galaxias con formación estelar en un rango grande de desplazamientos

| $q (\mathrm{cm} \mathrm{s}^{-1})$ | $Z/Z_{\odot} = 0.2$<br>x = 8.2 | $\frac{\log [O \text{ III}] / [O \text{ II}]}{Z/Z_{\odot} = 0.5}$ $x = 8.6$ | $Z/Z_{\odot} = 1.0$<br>x = 8.9 | a        | b       | с        | d        |
|-----------------------------------|--------------------------------|---|--------------------------------|----------|---------|----------|----------|
| $5 \times 10^{6}$                 | -1.40                          | -1.60   | -1.75                          | -2564.67 | 847.554 | -92.9404 | 3.38261  |
| $1 \times 10^{7}$                 | -0.90                          | -1.00   | -1.25                          | -2877.94 | 955.234 | -105.245 | 3.85016  |
| $2 \times 10^{7}$                 | -0.40                          | -0.55   | -0.80                          | -2281.80 | 754.840 | -82.8388 | 3.01667  |
| $3 \times 10^{7}$ a               | -0.18                          | -0.35   | -0.60                          | -1857.24 | 612.693 | -67.0264 | 2.43209  |
| $4 \times 10^{7}$                 | 0.05                           | -0.15   | -0.40                          | -1432.67 | 470.545 | -51.2139 | 1.84750  |
| $6 \times 10^{7}$ a               | 0.23                           | 0.03  | -0.23                          | -1109.38 | 363.302 | -39.4094 | 1.41623  |
| $8 \times 10^{7}$                 | 0.40                           | 0.20  | -0.05                          | -786.096 | 256.059 | -27.6048 | 0.984957 |

TABLA C.2: Coeficientes para estimar SFR a partir del doblete de  $[O II] \lambda 3727$  empleando la Ecuación C.21, ver Kewley et al. (2004) para detalles (valores adaptados de su Tabla 4).

<sup>a</sup> Valores obtenidos interpolando entre el valor superior y el inferior.

al rojo. Thompson (2002) proporciona una calibración similar pero en esta ocasión empleando el flujo monocromático a 1500 Å,

$$SFR_{UV} = 1.25 \times 10^{-28} L_{1500 \text{ Å}} \text{ (erg s}^{-1} \text{ Hz}^{-1})$$
 (C.18)

# C.6 Uso del flujo de [O II]

Para  $z \sim 0.5$ , la línea de emisión de H $\alpha$  sale fuera del rango óptico, por lo que es interesante calibrar el SFR con otras líneas de emisión. La línea de emisión más intensa en el azul es el doblete de [OII]  $\lambda\lambda$ 3726,3729. Pero ahora la luminosidad de esta línea no está directamente acoplada con la luminosidad ionizante (ver §3.7), siendo muy sensible a la abundancia química del gas ionizado. Afortunadamente, la intensidad de [OII] es lo suficiente bien conocida como para usarla empírica (a través de H $\alpha$ ) como un trazador cuantitativo del SFR. Esta calibración indirecta es extremadamente útil para estudios de galaxias distantes porque [OII] puede observarse en el rango visible hasta desplazamientos al rojo de  $z \sim 1.6$  y se ha medido bien en varias muestras extensas de galaxias débiles.

Kennicutt (1998) proporcionó una relación entre el SFR y la luminosidad de [O II] estimada a partir de la media de dos calibraciones previas,

$$SFR_{[O II]} = (1.4 \pm 0.4) \times 10^{-41} L_{[O II]} (\text{erg s}^{-1}),$$
 (C.19)

donde la incertidumbre indica el rango entre las galaxias azules con líneas de emisión (el límite inferior) y muestras de galaxias espirales e irregulares más luminosas (límite superior). Otro error sistemático es la variación espacial en la fracción de gas.  $L_{\rm [O\,II]}$  deber corregirse también por extinción.

Para determinar  $L_{[O II]}$ , podemos usar la luminosidad de H $\alpha$  encontrada a partir de las imágenes en banda estrecha y el cociente  $F_{[O II]}/F_{H\alpha} = (F_{[O II]}/F_{H\beta})/(F_{H\alpha}/F_{H\beta})$  obtenido para el espectro de la galaxia. Para  $Te \sim 10~000$  K,  $F_{H\alpha}/F_{H\beta} = 2.86$  (ver Tabla A.3).

Kewley et al. (2004) revisaron la relación de Kennicutt (1998) realizando una corrección sistemática del enrojecimiento en la luminosidad de [O II], encontrando

$$SFR_{[O II]} = (6.58 \pm 1.65) \times 10^{-42} L_{[O II]} (\text{erg s}^{-1}).$$
 (C.20)

Sin embargo, estos autores presentaron una relación más realista que tiene en cuenta tanto la abundancia de oxígeno como el parámetro de ionización, q, (ver Apéndice D para definición de q) del gas ionizado,

$$SFR_{\rm [O II]} = \frac{7.9 \times 10^{-42} L_{\rm [O II]} (\rm erg \ s^{-1})}{a + bx + cx^2 + dx^3},$$
 (C.21)

donde  $x = 12 + \log(O/H)$ , y los coeficientes dependen del parámetro de ionización. Este parámetro puede determinarse usando el cociente [O III]/[O II] y los modelos de Kewley y Dopita (2002). Recopilamos estos coeficientes para varios valores de q y abundancias de oxígeno en la Tabla C.2. La Ecuación C.21 sólo se puede emplear para  $12+\log(O/H) \ge 8.4$ .

# C.7 Uso del flujo en rayos-X

La luminosidad global de rayos-X suaves (0.1-2.4 keV) parecen servir en algunas ocasiones como indicadores de SFR en galaxias con formación estelar (Lou y Bian 2005). En los últimos años, varios autores han intentado encontrar una correlación entre ambos. Los rayos-X suaves pueden sufrir dispersiones aleatorias, pero se ven más afectados por contribuciones que no tienen que ver con la actividad *starburst*. La calibración más reciente entre el SFR y la luminosidad de rayos-X fue propuesta por Lou y Bian (2005),

$$SFR_{L_X} \sim 4.8 \times 10^{-42} L_{X(0.5-2.4 \,\mathrm{keV})},$$
 (C.22)

pero difiere en *dos órdenes de magnitud* con la relación ofrecida por Ranalli et al. (2003),

$$SFR_{L_X} = 2.2 \times 10^{-40} L_{X(0.5-2.0 \,\mathrm{keV})}.$$
 (C.23)

Esta relación parece proporcionar valores de SFR muy altos comparados con los encontrados empleando datos en H $\alpha$ , FIR y continuo de radio, mientras que con la relación de Lou y Bian (2005) sucede justo lo contrario.

# APÉNDICE D : Cocientes de líneas de NGC 5253

| $\lambda_0$ (Å) | Ion      | Mult. | $f(\lambda)$ | (A) HII-2         | (B) HII-1         | (C) UV-1          | (D) UV-2        |
|-----------------|----------|-------|--------------|-------------------|-------------------|-------------------|-----------------|
| 3187.84         | He I     | 3F    | 0.308        | $4.01 \pm 0.33$   | $2.89 \pm 0.28$   | $3.82 \pm 0.26$   |                 |
| 3447.49         | He I     | 7     | 0.295        |                   | 0.309:            |                   |                 |
| 3450.39         | [Fe II]  | 27F   | 0.295        |                   | 0.063:            |                   |                 |
| 3530.50         | He I     | 36    | 0.286        |                   | 0.152:            |                   |                 |
| 3554.42         | He I     | 34    | 0.283        | 0.249:            | 0.158:            | $0.44 \pm 0.11$   |                 |
| 3587.28         | He I     | 32    | 0.278        | 0.322:            | 0.191:            |                   |                 |
| 3613.64         | He I     | 6     | 0.275        | 0.335:            | 0.356:            | $0.34 \pm 0.10$   |                 |
| 3634.25         | He I     | 28    | 0.272        | 0.313:            | 0.411:            | $0.28 \pm 0.10$   |                 |
| 3651.97         | He I     | 27    | 0.269        |                   | 0.093:            |                   |                 |
| 3664.68         | ΗI       | H28   | 0.267        |                   |                   | $0.24 \pm 0.09$   |                 |
| 3666.10         | ΗI       | H27   | 0.267        | 0.159:            | 0.124:            | $0.35 \pm 0.10$   |                 |
| 3667.28         | ΗI       | H26   | 0.266        | 0.130:            | 0.144:            | $0.276 \pm 0.097$ |                 |
| 3669.47         | ΗI       | H25   | 0.266        | 0.172:            | 0.183:            | $0.271 \pm 0.097$ |                 |
| 3671.48         | ΗI       | H24   | 0.266        | 0.166:            | 0.205:            | $0.256 \pm 0.095$ |                 |
| 3673.76         | ΗI       | H23   | 0.265        | 0.187:            | 0.255:            | $0.51 \pm 0.12$   |                 |
| 3676.37         | ΗI       | H22   | 0.265        | 0.284:            | 0.316:            | $0.51 \pm 0.12$   |                 |
| 3679.36         | ΗI       | H21   | 0.265        | 0.374:            | 0.229:            | $0.57 \pm 0.12$   |                 |
| 3682.81         | ΗI       | H20   | 0.264        | 0.365:            | 0.389:            | $0.68 \pm 0.13$   |                 |
| 3686.83         | ΗI       | H19   | 0.263        | $0.68 \pm 0.20$   | $0.56 \pm 0.18$   | $0.71 \pm 0.13$   |                 |
| 3691.56         | ΗI       | H18   | 0.263        | $0.91 \pm 0.22$   | $0.76 \pm 0.19$   | $0.97 \pm 0.15$   | 0.570:          |
| 3697.15         | ΗI       | H17   | 0.262        | $1.18 \pm 0.23$   | $1.01 \pm 0.21$   | $1.21 \pm 0.16$   | 1.021:          |
| 3703.86         | ΗI       | H16   | 0.260        | $1.30 \pm 0.23$   | $1.26 \pm 0.22$   | $1.24 \pm 0.16$   | 0.736:          |
| 3705.04         | He I     | 25    | 0.260        | $0.58 \pm 0.19$   | 0.414:            | $0.49 \pm 0.12$   |                 |
| 3711.97         | ΗI       | H15   | 0.259        | $1.40 \pm 0.24$   | $1.27 \pm 0.22$   | $1.41 \pm 0.17$   | 1.324:          |
| 3721.83         | [S III]  | 2F    | 0.257        | $2.95 \pm 0.29$   | $3.12 \pm 0.28$   | $3.24 \pm 0.24$   | $2.96 \pm 0.69$ |
| 3726.03         | [O II]   | 1F    | 0.257        | $65.3 \pm 2.3$    | $62.9 \pm 2.2$    | $80.3 \pm 2.9$    | $145.4 \pm 5.3$ |
| 3728.82         | [O II]   | 1F    | 0.256        | $71.9 \pm 2.6$    | $71.9 \pm 2.6$    | $102.2 \pm 3.6$   | $208.0 \pm 7.2$ |
| 3734.17         | ΗI       | H13   | 0.255        | $2.62 \pm 0.28$   | $2.16 \pm 0.25$   | $2.31 \pm 0.20$   | $2.60 \pm 0.67$ |
| 3750.15         | ΗI       | H12   | 0.253        | $3.14 \pm 0.30$   | $2.89 \pm 0.27$   | $2.80 \pm 0.22$   | $2.78 \pm 0.68$ |
| 3770.63         | ΗI       | H11   | 0.249        | $3.96 \pm 0.32$   | $3.62 \pm 0.29$   | $3.90 \pm 0.26$   | $4.59 \pm 0.80$ |
| 3797.90         | ΗI       | H10   | 0.244        | $5.32 \pm 0.36$   | $5.08 \pm 0.33$   | $5.13 \pm 0.30$   | $5.33 \pm 0.84$ |
| 3819.61         | He I     | 22    | 0.240        | $1.10 \pm 0.22$   | $0.93 \pm 0.20$   | $0.94 \pm 0.14$   |                 |
| 3835.39         | ΗI       | H9    | 0.237        | $7.39 \pm 0.28$   | $7.37 \pm 0.27$   | $7.44 \pm 0.28$   | $7.27 \pm 0.48$ |
| 3856.02         | Si II    | 1     | 0.233        | $0.079 \pm 0.029$ | $0.204 \pm 0.031$ | $0.086 \pm 0.031$ |                 |
| 3862.59         | Si II    | 1     | 0.232        | $0.073 \pm 0.029$ | $0.084 \pm 0.022$ | $0.109 \pm 0.034$ | $0.52 \pm 0.17$ |
| 3868.75         | [Ne III] | 1F    | 0.230        | $48.8 \pm 1.7$    | $47.9 \pm 1.6$    | $34.1 \pm 1.2$    | $24.5 \pm 1.0$  |
| 3871.82         | He I     | 60    | 0.230        |                   | $0.092\pm0.023$   | 0.038:            |                 |

TABLA D.1: Cocientes de intensidades de líneas con respecto a  $I(H\beta)=100$  de las cuatro zonas analizadas en NGC 5253 (ver Capítulo 9). Están corregidas tanto por enrojecimiento como por absorción estelar en las líneas de Balmer de HI.

509

|                 |                     | oronicos  | de meen      | sidudes de init                        |  |  |                                    |
|-----------------|---------------------|-----------|--------------|--|--|--|------------------------------------|
| $\lambda_0$ (Å) | Ion                 | Mult.     | $f(\lambda)$ | (A) HII-2                              | (B) HII-1                              | (C) UV-1                               | (D) UV-2                           |
| 3889.05         | НΙ                  | H8        | 0.226        | $19.19 \pm 0.67$                       | $17.91 \pm 0.63$                       | $18.15 \pm 0.64$                       | $18.67 \pm 0.86$                   |
| 3926.53         | He I                | 58        | 0.219        |  | $0.070 \pm 0.021$                      | $0.135 \pm 0.036$                      |                                    |
| 3964.73         | He I                | 5         | 0.211        | $0.714 \pm 0.063$                      | $0.680 \pm 0.052$                      | $0.637 \pm 0.063$                      | 0.336:                             |
| 3967.46         | [Ne III]            | 1F        | 0.210        | $13.81 \pm 0.48$                       | $14.40 \pm 0.50$                       | $9.51 \pm 0.35$                        | $6.24 \pm 0.46$                    |
| 3970.07         | ΗΙ                  | H7        | 0.210        | $15.98 \pm 0.55$                       | $16.03 \pm 0.55$                       | $16.10 \pm 0.56$                       | $15.83 \pm 0.75$                   |
| 4009.22         | He I                | 55        | 0.202        | $0.134 \pm 0.034$                      | $0.232 \pm 0.032$                      | $0.130 \pm 0.035$                      |                                    |
| 4026.21         | He I                | 18        | 0.198        | $1.93 \pm 0.10$                        | $1.815 \pm 0.090$                      | $1.84 \pm 0.10$                        | $1.51 \pm 0.25$                    |
| 4068.60         | [S II]              | 1F        | 0.189        | $2.37 \pm 0.12$                        | $1.602 \pm 0.082$                      | $1.484 \pm 0.091$                      | $3.46 \pm 0.35$                    |
| 4069.62         | O II                | 10        | 0.189        |  |  | 0.054:                                 |                                    |
| 4072.15         | O II                | 10        | 0.188        |  |  | 0.020:                                 |                                    |
| 4076.35         |                     |           | 0.187        | $0.757 \pm 0.064$                      | $0.490 \pm 0.044$                      | $0.471 \pm 0.055$                      | $1.17 \pm 0.23$                    |
| 4097.26         | 0 11                | 20-48     | 0.183        | 0.031:                                 |  | <br>26.05   0.86                       | <br>25 0   1 0                     |
| 4101.74         |                     | 16        | 0.182        | $20.00 \pm 0.80$<br>0.152 $\pm$ 0.026  | $20.20 \pm 0.80$<br>0.188 $\pm$ 0.020  | $20.05 \pm 0.80$                       | $25.9 \pm 1.0$                     |
| 4120.82         | He I                | 52        | 0.177        | $0.132 \pm 0.030$<br>0.212 $\pm 0.040$ | $0.188 \pm 0.030$<br>0.200 $\pm 0.021$ | $0.094 \pm 0.031$<br>0.100 $\pm$ 0.040 |                                    |
| 4143.70         | He I                | 52        | 0.172        | $0.212 \pm 0.040$                      | $0.209 \pm 0.031$                      | 0.199 ± 0.040                          |                                    |
| 4243 97         | [Fe II]             | 21F       | 0.149        | $0.068 \pm 0.027$                      | 0.004.                                 | 0.037                                  | 0.124                              |
| 4267.15         | CII                 | 6         | 0.144        | $0.063 \pm 0.026$                      | 0.074:                                 | $0.062 \pm 0.026$                      |                                    |
| 4276.83         | [Fe II]             | 21F       | 0.142        | 0.023:                                 | 0.029:                                 | 0.019:                                 |                                    |
| 4287.40         | [Fe II]             | 7F        | 0.139        | $0.143 \pm 0.034$                      | $0.108 \pm 0.023$                      | $0.184 \pm 0.039$                      | $0.40 \pm 0.15$                    |
| 4303.61         | `O II ́             | 66        | 0.135        |  |  | 0.025:                                 |                                    |
| 4340.47         | ΗI                  | $H\gamma$ | 0.127        | $47.0 \pm 1.5$                         | $46.8 \pm 1.5$                         | $46.9 \pm 1.5$                         | $46.9 \pm 1.7$                     |
| 4359.34         | [Fe II]             | 7F        | 0.122        | 0.067:                                 | $0.103 \pm 0.023$                      | $0.099 \pm 0.031$                      | 0.279:                             |
| 4363.21         | [O III]             | 2F        | 0.121        | $6.46 \pm 0.23$                        | $6.70 \pm 0.23$                        | $3.95 \pm 0.16$                        | $2.61 \pm 0.31$                    |
| 4368.25         | OI                  | 5         | 0.120        | 0.019:                                 | $0.068 \pm 0.019$                      | 0.037:                                 |                                    |
| 4387.93         | Hel                 | 51        | 0.115        | $0.419 \pm 0.049$                      | $0.474 \pm 0.042$                      | $0.403 \pm 0.050$                      | 0.322:                             |
| 4413.78         | [Fe 11]             | 7F<br>6F  | 0.109        | 0.052.                                 | $0.095 \pm 0.022$                      | $0.073 \pm 0.028$                      |                                    |
| 4410.27         |                     | 50        | 0.109        | 0.052:                                 | $0.045 \pm 0.017$<br>0.044 $\pm$ 0.016 | 0.045:                                 |                                    |
| 4452 11         | [Fe II]             | 7F        | 0.104        | 0.032.                                 | $420 \pm 0.010$                        | 0.040.                                 |                                    |
| 4471.48         | He I                | 14        | 0.095        | $4.11 \pm 0.16$                        | $4.09 \pm 0.15$                        | $3.79 \pm 0.15$                        | $3.36 \pm 0.34$                    |
| 4562.60         | Mg Il               | 1         | 0.073        | $0.152 \pm 0.034$                      | $0.108 \pm 0.022$                      | $0.129 \pm 0.033$                      | $0.49 \pm 0.16$                    |
| 4571.20         | Mg I                | 1         | 0.071        | $0.139 \pm 0.033$                      | $0.102 \pm 0.022$                      | $0.115 \pm 0.032$                      | 0.290:                             |
| 4638.86         | O II                | 1         | 0.055        | 0.040:                                 |  | 0.049:                                 |                                    |
| 4641.81         | O II                | 1         | 0.054        | 0.066:                                 |  | $0.060 \pm 0.019$                      |                                    |
| 4649.13         | O II                | 1         | 0.052        | $0.063 \pm 0.020$                      | $0.063 \pm 0.021$                      | $0.062 \pm 0.019$                      |                                    |
| 4650.84         | O II                | 1         | 0.052        | 0.034:                                 | 0.036:                                 | 0.042:                                 |                                    |
| 4658.10         | [Fe III]            | 3F        | 0.050        | $1.185 \pm 0.074$                      | $1.134 \pm 0.062$                      | $0.815 \pm 0.065$                      | $2.11 \pm 0.28$                    |
| 4661.63         |                     | 1         | 0.049        | 0.027:                                 | 0.026:                                 | 0.061:                                 |                                    |
| 4701.53         | [Fe III]            | 3F<br>1E  | 0.039        | $0.291 \pm 0.042$                      | $0.339 \pm 0.035$                      | $0.195 \pm 0.038$                      | 0.340:                             |
| 4713.14         | Hol                 | 12        | 0.037        | $0.031 \pm 0.058$<br>0.578 $\pm 0.054$ | $0.890 \pm 0.034$<br>0.587 $\pm 0.044$ | $0.170 \pm 0.030$<br>$0.396 \pm 0.049$ |                                    |
| 4733 93         | [Fe III]            | 3F        | 0.031        | $0.070 \pm 0.034$<br>$0.090 \pm 0.029$ | $0.093 \pm 0.021$                      | 0.048                                  |                                    |
| 4740.16         | [Ar IV]             | 1F        | 0.030        | $0.723 \pm 0.059$                      | $0.918 \pm 0.055$                      | $0.135 \pm 0.033$                      |                                    |
| 4754.83         | [Fe III]            | 3F        | 0.026        | $0.176 \pm 0.035$                      | $0.157 \pm 0.025$                      | $0.102 \pm 0.030$                      | 0.240:                             |
| 4769.60         | Fe III              | 3F        | 0.023        | $0.131 \pm 0.032$                      | $0.072 \pm 0.019$                      | 0.058:                                 |                                    |
| 4814.55         | [Fe II]             | 20F       | 0.012        | 0.055:                                 | $0.044~\pm~0.016$                      | 0.039:                                 |                                    |
| 4861.33         | ΗΙ                  | $H\beta$  | 0.000        | $100.0 \pm 3.0$                        | $100.0 \pm 3.0$                        | $100.0 \pm 3.0$                        | $100.0 \pm 3.2$                    |
| 4881.00         | [Fe III]            | 2F        | -0.005       | $0.345 \pm 0.044$                      | $0.291 \pm 0.032$                      | $0.170 \pm 0.036$                      | 0.340:                             |
| 4889.70         | [Fe II]             | 3F        | -0.007       | 0.028:                                 |  |  |                                    |
| 4921.93         | He I                | 48        | -0.015       | $1.047 \pm 0.068$                      | $1.016 \pm 0.057$                      | $0.980 \pm 0.069$                      | $0.82 \pm 0.19$                    |
| 4931.32         |                     | 115       | -0.017       | $0.083 \pm 0.027$                      | $0.056 \pm 0.017$                      | 0.030:                                 |                                    |
| 4958.91         |                     | 115       | -0.024       | $204.0 \pm 0.1$                        | $200.2 \pm 0.2$                        | $100.9 \pm 4.8$                        | $104.3 \pm 3.3$                    |
| 4900.90         | [Fe III]<br>[O III] | ⊿r<br>1⊑  | -0.031       | $0.430 \pm 0.001$<br>570 $\pm$ 17      | $0.439 \pm 0.035$<br>507 $\pm$ 10      | $0.003 \pm 0.001$<br>$460 \pm 12$      | $1.60 \pm 0.29$<br>$300.2 \pm 0.2$ |
| 5015.68         | He I                | 4F        | -0.030       | $1.95 \pm 0.12$                        | $2.18 \pm 0.12$                        | $1.98 \pm 0.11$                        | $1.76 \pm 0.29$                    |
| 5041.03         | Si II               | 5         | -0.044       | $0.144 \pm 0.039$                      | $0.205 \pm 0.039$                      | $0.124 \pm 0.026$                      | $0.53 \pm 0.18$                    |
| 5047.74         | He I                | 47        | -0.046       | $0.277 \pm 0.051$                      | $0.327 \pm 0.048$                      | $0.311 \pm 0.040$                      | $2.24 \pm 0.32$                    |
| 5055.98         | Si II               | 5         | -0.048       | $0.346 \pm 0.055$                      | $0.223 \pm 0.040$                      | $0.300 \pm 0.039$                      |                                    |
| 5158.81         | [Fe II]             | 19F       | -0.073       |  | $0.118 \pm 0.031$                      | $0.181 \pm 0.031$                      | 0.382:                             |
| 5191.82         | [Ar III]            | 3F        | -0.081       | $0.158 \pm 0.040$                      | $0.153 \pm 0.034$                      | $0.089\pm0.022$                        | 0.297:                             |
| 5197.90         | [N I]               | 1F        | -0.082       | $0.318 \pm 0.053$                      | $0.301 \pm 0.045$                      | $0.220\pm0.034$                        | $0.76 \pm 0.20$                    |
| 5200.26         | [N I]               | 1F        | -0.083       | $0.251 \pm 0.048$                      | $0.237 \pm 0.041$                      | $0.147 \pm 0.028$                      |                                    |
| 5261.61         | [Fe II]             | 19F       | -0.098       | 0.074:                                 | 0.042:                                 | $0.061 \pm 0.019$                      |                                    |
| 5270.40         | [Fe III]            | 115       | -0.100       | $0.466 \pm 0.061$                      | $0.445 \pm 0.053$                      | $0.324 \pm 0.040$                      | $0.77 \pm 0.21$                    |
| 0017.71         | [UI III]            | 1 F.      | -0.154       | $0.370 \pm 0.055$                      | $0.320 \pm 0.045$                      | $0.302 \pm 0.042$                      | 0.254:                             |

TABLA D.2:- Cocientes de intensidades de líneas en NGC 5253 (cont.).

TABLA D.2 (Continuación)

| $\lambda_0$ (Å) | Ion         | Mult.                 | $f(\lambda)$ | (A) HII-2                            | (B) HII-1                              | (C) UV-1                               | (D) UV-2                          |
|-----------------|-------------|-----------------------|--------------|--------------------------------------|--|--|-----------------------------------|
| 5537 88         | [C] [I]]    | 1F                    | -0.158       | $0.289 \pm 0.050$                    | $0.251 \pm 0.040$                      | $0.271 \pm 0.037$                      | 0.105                             |
| 5754.64         | [N II]      | 3F                    | -0.194       | $0.500 \pm 0.062$                    | $0.439 \pm 0.050$                      | $0.177 \pm 0.030$                      | 0.316:                            |
| 5875.64         | He I        | 11                    | -0.215       | $11.50 \pm 0.43$                     | $12.34 \pm 0.45$                       | $11.14 \pm 0.42$                       | $10.74 \pm 0.65$                  |
| 5957.56         | Si II       | 4                     | -0.228       | $0.160 \pm 0.039$                    |  |  |                                   |
| 5978.93         | Si II       | 4                     | -0.231       |                                      | 0.035:                                 | $0.066 \pm 0.019$                      |                                   |
| 6300.30         | [O I]       | 1F                    | -0.282       | $2.32 \pm 0.13$                      | $2.15 \pm 0.12$                        | $2.35 \pm 0.12$                        | $6.05 \pm 0.48$                   |
| 6312.10         | [S III]     | 3F                    | -0.283       | $2.51 \pm 0.14$                      | $2.43 \pm 0.13$                        | $1.705 \pm 0.099$                      | $1.53 \pm 0.26$                   |
| 6347.11         | Si II       | 2                     | -0.289       | $0.119 \pm 0.034$                    | $0.076 \pm 0.023$                      | $0.108 \pm 0.023$                      |                                   |
| 6363.78         | [O I]       | 1F                    | -0.291       | $0.730 \pm 0.072$                    | $0.677 \pm 0.060$                      | $0.739 \pm 0.060$                      | $1.90 \pm 0.29$                   |
| 6371.36         | Si II       | 2                     | -0.292       | $0.069 \pm 0.027$                    | $0.130 \pm 0.029$                      | $0.116 \pm 0.024$                      | 0.137:                            |
| 6548.03         | [N II]      | 1F                    | -0.318       | $9.23 \pm 0.39$                      | $8.21 \pm 0.34$                        | $3.89 \pm 0.18$                        | $7.63 \pm 0.54$                   |
| 6562.82         | HI          | Hα                    | -0.320       | $282 \pm 10$                         | $284 \pm 10$                           | $288 \pm 10$                           | $285.1 \pm 9.8$                   |
| 6578.05         |             | 2                     | -0.322       |                                      |  | $0.071 \pm 0.019$                      |                                   |
| 6583.41         |             | 115                   | -0.323       | $29.2 \pm 1.1$                       | $24.61 \pm 0.95$                       | $11.83 \pm 0.48$                       | $22.5 \pm 1.1$                    |
| 6716.15         | [S II]      | 40<br>2F              | -0.330       | $3.30 \pm 0.17$<br>12.27 $\pm 0.55$  | $3.32 \pm 0.10$<br>11 52 $\pm 0.47$    | $3.00 \pm 0.13$<br>12.00 $\pm 0.57$    | $2.63 \pm 0.34$<br>26.0 $\pm$ 1.5 |
| 6720.85         | [5 11]      | 25                    | -0.342       | $13.37 \pm 0.33$<br>$12.44 \pm 0.51$ | $11.32 \pm 0.47$<br>$11.02 \pm 0.45$   | $13.90 \pm 0.57$<br>12.17 $\pm$ 0.50   | $30.0 \pm 1.3$<br>$20.0 \pm 1.2$  |
| 7002.23         |             | 21                    | 0.344        | $12.44 \pm 0.51$                     | $11.03 \pm 0.43$<br>0.087 $\pm$ 0.022  | $12.17 \pm 0.30$<br>0.085 $\pm$ 0.020  | $29.0 \pm 1.3$<br>0.244           |
| 7065.28         | Hel         | 1/10                  | -0.387       | $436 \pm 0.20$                       | $5.35 \pm 0.022$                       | $3.04 \pm 0.14$                        | $219 \pm 0.23$                    |
| 7135.78         | [Ar III]    | 1/10<br>1F            | -0.396       | $13.51 \pm 0.56$                     | $13.07 \pm 0.54$                       | $10.40 \pm 0.44$                       | $8.89 \pm 0.45$                   |
| 7155.14         | [Fe II]     | 14F                   | -0.399       | 0.047:                               | $0.053 \pm 0.019$                      | $0.048 \pm 0.016$                      | 0.094:                            |
| 7160.13         | He I        | 1/10                  | -0.399       |                                      | 0.015:                                 |  |                                   |
| 7281.35         | He I        | 45                    | -0.414       | $0.579 \pm 0.068$                    |  | $0.451 \pm 0.040$                      |                                   |
| 7318.39         | [O II]      | 2F                    | -0.418       | $2.73 \pm 0.15$                      | $2.74 \pm 0.13$                        | $2.78 \pm 0.13$                        | $4.86 \pm 0.32$                   |
| 7329.66         | [O II]      | 2F                    | -0.420       | $2.09 \pm 0.12$                      | $2.10 \pm 0.10$                        | $2.23 \pm 0.11$                        | $3.56 \pm 0.28$                   |
| 7377.83         | [Ni II]     | 2F                    | -0.425       | 0.074:                               | $0.052 \pm 0.019$                      | $0.083 \pm 0.020$                      | 0.312:                            |
| 7411.61         | [Ni II]     | 2F                    | -0.429       | 0.019:                               | 0.011:                                 | 0.016:                                 |                                   |
| 7423.64         | ΝI          | 3                     | -0.431       | 0.011:                               | 0.010:                                 | 0.007:                                 |                                   |
| 7442.30         | NI          | 3                     | -0.433       | 0.028:                               | 0.032:                                 | 0.035:                                 | 0.098:                            |
| 7452.50         | [Fe II]     | 14F                   | -0.434       | 0.024:                               | 0.018:                                 | 0.017:                                 |                                   |
| 7468.31         | N I         | 3                     | -0.436       | 0.055:                               | $0.061 \pm 0.020$                      | $0.071 \pm 0.019$                      | 0.159:                            |
| 7499.85         | He I        | 1/8                   | -0.439       | 0.029:                               | 0.025:                                 | $0.360 \pm 0.036$                      |                                   |
| 751 10          |             | 10.08<br>2F           | -0.443       | 0.049.<br>$3.48 \pm 0.18$            | $3.15 \pm 0.018$                       | 0.023.                                 | $$ 2 17 $\pm$ 0 23                |
| 8000.08         | [Cr III]    | 21 <sup>-</sup><br>1F | -0.407       | 0.037                                | $0.047 \pm 0.017$                      | 0.037                                  | $2.17 \pm 0.23$                   |
| 8045.63         |             | 11                    | -0.492       | 0.037                                | $0.047 \pm 0.017$<br>$0.141 \pm 0.025$ | 0.037                                  |                                   |
| 8084.00         | HeI         | 4/18                  | -0.500       | 0.028:                               | 0.111 ± 0.010                          | 0.002.                                 |                                   |
| 8125.31         | Ca I]       | ::                    | -0.504       | 0.012:                               |  |  |                                   |
| 8210.72         | ΝΪ          | 2                     | -0.512       | 0.014:                               | 0.024:                                 |  |                                   |
| 8216.34         | ΝI          | 2                     | -0.513       | 0.036:                               | 0.026:                                 |  |                                   |
| 8223.14         | ΝI          | 2                     | -0.514       | 0.046:                               | $0.041 \pm 0.016$                      |  |                                   |
| 8271.93         | ΗI          | P33                   | -0.518       |                                      |  | $0.045 \pm 0.015$                      |                                   |
| 8276.31         | ΗI          | P32                   | -0.518       |                                      |  | $0.046 \pm 0.016$                      |                                   |
| 8281.12         | ΗI          | P31                   | -0.519       |                                      |  | $0.059 \pm 0.017$                      |                                   |
| 8286.43         | HI          | P30                   | -0.519       |                                      |  | $0.091 \pm 0.020$                      |                                   |
| 8298.83         | H I<br>U T  | P28                   | -0.521       |                                      | $0.069 \pm 0.018$                      | $0.084 \pm 0.019$                      |                                   |
| 831/ 26         | лі<br>ЦТ    | F27<br>P26            | -0.521       | 0.080-                               | $0.040 \pm 0.015$<br>0.113 $\pm$ 0.022 | $0.000 \pm 0.018$<br>0.095 $\pm$ 0.020 |                                   |
| 8323 42         | HI          | P25                   | -0.522       | 0.005                                | $0.113 \pm 0.022$<br>$0.104 \pm 0.021$ | $0.093 \pm 0.020$<br>0.143 $\pm$ 0.024 |                                   |
| 8333 78         | нт          | P24                   | -0.523       | 0.030.                               | $0.692 \pm 0.021$                      | $0.903 \pm 0.024$                      |                                   |
| 8345.55         | нī          | P23                   | -0.525       | $0.111 \pm 0.042$                    | $0.105 \pm 0.021$                      | $0.156 \pm 0.001$                      |                                   |
| 8359.00         | ΗI          | P22                   | -0.526       | $0.181 \pm 0.047$                    | $0.180 \pm 0.026$                      | $0.217 \pm 0.028$                      |                                   |
| 8361.67         | He I        | 1/6                   | -0.526       | 0.073:                               | $0.059 \pm 0.018$                      | $0.060 \pm 0.017$                      |                                   |
| 8374.48         | ΗI          | P21                   | -0.527       | $0.190 \pm 0.048$                    | $0.182 \pm 0.026$                      | $0.214 \pm 0.028$                      |                                   |
| 8392.40         | ΗI          | P20                   | -0.529       | $0.260 \pm 0.052$                    | $0.232 \pm 0.029$                      | $0.264 \pm 0.031$                      | $0.49\pm0.14$                     |
| 8413.32         | ΗI          | P19                   | -0.531       | $0.274 \pm 0.052$                    | $0.229 \pm 0.029$                      | $0.290\pm0.032$                        | $31.6 \pm 1.3$                    |
| 8437.96         | ΗI          | P18                   | -0.533       | $0.319 \pm 0.055$                    | $0.300 \pm 0.032$                      | $0.320 \pm 0.034$                      | 0.137:                            |
| 8446.36         | O I         | _4                    | -0.534       | $0.645 \pm 0.069$                    | $0.676 \pm 0.049$                      | $0.688 \pm 0.051$                      | $0.76 \pm 0.16$                   |
| 8467.25         | ΗI          | P17                   | -0.536       | $0.373 \pm 0.057$                    | $0.375 \pm 0.036$                      | $0.369 \pm 0.036$                      | $0.35 \pm 0.13$                   |
| 8486.27         | He I        | 6/16                  | -0.537       | 0.019:                               | 0.018:                                 |  |                                   |
| 8502.48         | HI          | P16                   | -0.539       | $0.446 \pm 0.061$                    | $0.454 \pm 0.039$                      | $0.463 \pm 0.041$                      | $0.43 \pm 0.14$                   |
| 8660.02         | H I<br>N T  | P13                   | -0.553       | $0.796 \pm 0.075$                    | $1.003 \pm 0.064$                      | $0.827 \pm 0.058$                      | $0.59 \pm 0.15$                   |
| 8702.25         | IN I<br>N T | 1                     | -0.554       | 0.049:                               | $0.043 \pm 0.016$                      | $0.044 \pm 0.015$<br>0.016.            |                                   |
| 8711 70         | NI          | 1                     | -0.556       | 0.027                                | 0.024.<br>0.059 $\pm$ 0.019            | 0.010.<br>$0.054 \pm 0.016$            |                                   |
| 8718.83         | NI          | 1                     | -0.557       | 0.027.                               | 0.020:                                 | 0.004 ± 0.010                          |                                   |
| 2.20.00         |             | -                     |              |                                      |  |  |                                   |

TABLA D.2 (Continuación)

| $\lambda_0$ (Å) | Ion     | Mult.      | $f(\lambda)$ | (A) HII-2         | (B) HII-1         | (C) UV-1          | (D) UV-2         |
|-----------------|---------|------------|--------------|-------------------|-------------------|-------------------|------------------|
| 8733.43         | He I    | 6/12       | -0.558       | 0.019:            | 0.024:            | 0.013:            |                  |
| 8750.47         | ΗI      | P12        | -0.560       | $1.057 \pm 0.086$ | $0.829 \pm 0.056$ | $1.442 \pm 0.087$ | $1.02 \pm 0.17$  |
| 8845.38         | He I    | 6/11       | -0.567       | 0.010:            | 0.027:            | 0.020:            |                  |
| 8862.79         | ΗI      | P11        | -0.569       | $1.37 \pm 0.10$   | $1.400 \pm 0.082$ | $1.430 \pm 0.087$ | $1.32 \pm 0.19$  |
| 9014.91         | ΗI      | P10        | -0.581       | $1.70 \pm 0.11$   | $1.551 \pm 0.090$ | $2.22 \pm 0.13$   | $1.67 \pm 0.21$  |
| 9068.90         | [S III] | 1F         | -0.585       | $25.0 \pm 1.3$    | $25.5 \pm 1.3$    | $21.6 \pm 1.1$    | $17.94 \pm 0.82$ |
| 9123.60         | [Cl II] | 1F         | -0.589       | 0.039:            | 0.036:            |                   |                  |
| 9229.01         | `H I ́  | P9         | -0.596       | $2.54 \pm 0.15$   | $2.63 \pm 0.14$   | $2.64 \pm 0.15$   | $2.65 \pm 0.25$  |
| 9530.60         | [S III] | 1F         | -0.618       | $71.0 \pm 8.5$    | $63.8 \pm 7.0$    | $51.3 \pm 6.2$    | $43.7 \pm 5.2$   |
| 9545.97         | `H I `  | P8         | -0.619       | $2.95 \pm 0.18$   | $3.20 \pm 0.18$   | $4.67 \pm 0.25$   | $2.69 \pm 0.25$  |
| 10031.20        | He I    | 7/7        | -0.649       | $0.214 \pm 0.047$ |                   |                   |                  |
| 10049.37        | ΗI      | $\dot{P}7$ | -0.650       | $6.18 \pm 0.35$   | $6.65 \pm 0.36$   | $5.62 \pm 0.31$   | $11.73 \pm 0.60$ |

# Apéndice E : Glosario de términos

# Telescopios e Instrumentación \_\_\_\_\_

### Observatorios

| Сана | Complejo Astronómico Hispano-Alemán de Calar Alto |
|------|---|
| Ctio | Cerro Tololo International Observatory            |
| Kpno | Kitt Peak National Observatory                    |
| Orm  | Observatorio del Roque de los Muchachos           |
| От   | Observatorio del Teide                            |
|      |   |

#### Telescopios terrestres

| 3.9m Aat  | Anglo-Australian Telescope                   |
|-----------|--|
| Atca      | Australia Telescope Compact Array            |
| 2.2m Caha | Telescopio de 2.2m del CAHA                  |
| 1.5m Cst  | Telescopio Carlos Sánchez                    |
| EVLA      | Extended Very Large Array                    |
| GTC       | Gran Telescopio de Canarias                  |
| IAC-80    | Telescopio IAC-80                            |
| 2.5m Int  | Isaac Newton Telescope                       |
| 2.1m Kpno | Telescopio de 2.1m de Kpno                   |
| 4m Kpno   | Telescopio de 4m de Kpno                     |
| 6.5m Mmt  | Multi-Mirror Telescope                       |
| 2.56m Not | Nordic Optical Telescope                     |
| Parkes    | Radiotelescopio de 64m de Parkes (Australia) |
| Ska       | Squared Killometric Array                    |
| VLA       | Very Large Array                             |
| VLT       | Very Large Telescope (Cerro Paranal, Chile)  |
| 4.2m Wht  | William Herschel Telescope                   |
| WSRT      | Westerbork Synthesis Radio Telescope         |

Telescopios espaciales

| Chandra    | Satélite de rayos-X Chandra        |
|------------|------------------------------------|
| Cobe       | Cosmic Background Explorer         |
| Einstein   | Satélite de rayos-X EINSTEIN       |
| IRAS       | Infrared Astronomical Satellite    |
| Iso        | Infrared Space Observatory         |
| IUE        | International Ultraviolet Explorer |
| HST        | Hubble Space Telescope             |
| Rosat      | Satélite de rayos-X ROSAT          |
| XMM-NEWTON | Satélite de rayos-X XMM-NEWTON     |

#### Instrumentación

| Acs    | Advanced Camera for Surveys (HST)                        |
|--------|--|
| Alfosc | Andalucía Faint Object Spectrograph (2.56m Not)          |
| CAIN   | Cámara Infrarroja (1.5m Cst)                             |
| Cafos  | Calar Alto Faint Object Spectrograph (2.2m CAHA)         |
| Foc    | Faint Object Camera (Hst)                                |
| Fos    | Faint Object Spectrograph (HST)                          |
| IDS    | Intermediate Dispersion Spectrograph (2.5m INT)          |
| Isis   | Espectrógrafo (4.2m WHT)                                 |
| OSIRIS | Optical System for Imaging and                           |
|        | low-Resolución Integrated Spectroscopy (GTC)             |
| Nicmos | Near Infrared Camera and Multi-Object Spectrometer (HST) |
| UVES   | Ultraviolet Visual Echelle Spectrograph (VLT)            |
| WFC    | Wide Field Camera (2.5m INT)                             |
| Wfpc2  | Wide Field and Planetary Camera (HST)                    |

#### CARTOGRAFIADOS

| Dss    | Digital Sky Survey               |
|--------|----------------------------------|
| HIPASS | H I Parkes Sky Survey            |
| Ned    | NASA/IPAC Extragalactic Database |
| SDSS   | Sloan Digital Sky Survey         |
| 2Mass  | Two Millimetric All Sky Survey   |

# Institutos de Astronomía \_\_\_\_\_

| Atnf  | Australia Telescope National Facility                    |
|-------|--|
| Eso   | European Southern Observatory                            |
| LAEFF | Laboratorio de Astrofísica Espacial y Física Fundamental |
| IAA   | Instituto de Astrofísica de Andalucía                    |
| IAC   | Instituto de Astrofísica de Canarias                     |
| Ing   | Isaac Newton Group                                       |
| Nrao  | National Radio-Astronomy Observatory                     |
| UCM   | Universidad Complutense de Madrid                        |
| Ull   | Universidad de La Laguna                                 |
|       |  |

# Definiciones Generales \_\_\_\_\_

| FWHM | Full Width Hall Maximum (anchura a media altura)                                    |
|------|---|
| GSR  | Galactic Standard of Rest (sistema galáctico estándar en reposo)                    |
| IR   | Infrarrojo  |
| IMF  | Initial mass function (función inicial de masa)                                     |
| LSR  | Local Standard of Rest (sistema local estándar en reposo)                           |
| LTE  | Local thermodinamic equilibrium (equilibrio termodinámico local)                    |
| NIR  | Near-infrared (infrarrojo cercano)  |
| Ран  | Policyclic Aromatic Hidrocarbure (hidrocarburo policíclico aromatizado)             |
| Sed  | Spectral Energy Distribution (Distribución Espectral de Energía)                    |
| Sfr  | Star formation rate (ritmo de formación estelar, en $M_{\odot}  \mathrm{yr}^{-1}$ ) |
| SNR  | Signal-to-noise ratio (señal-a-ruido)   |
| Uv   | Ultravioleta  |

### DEFINICIONES ESTELARES \_\_\_\_\_

| Agb           | Asymptotic Giant Branch (rama asintótica de las gigantes)     |
|---------------|---|
| BSG           | Blue supergiant (supergigante azul)                           |
| Cmd           | Color-magnitude diagram (diagrama color-magnitud)             |
| Hrd           | Hertszprung-Russell diagram (diagrama de Hertszprung-Russell) |
| LBV           | Luminous blue variable (estrella azul variable luminosa)      |
| $M_{\star}$   | Masa estelar  |
| $v_{\infty}$  | Velocidad terminal de un viento estelar                       |
| Pns           | Planetary nebulae (nebulosas planetarias)                     |
| RSG           | Red supergiant (supergigante roja)                            |
| Rgb           | Red giant brach (rama de las gigantes)                        |
| SNS           | Supernovas  |
| $T_{\rm eff}$ | Temperatura effectiva   |
| WNE           | Estrella Wolf-Rayet de tipo WN temprana                       |
| WNL           | Estrella Wolf-Rayet de tipo WN tardía                         |
| WR            | Wolf-Rayet  |
| Ysg           | Yellow supergiant (supergigante amarilla)                     |
| Zams          | Zero-Age Main Sequence (secuencia principal de edad cero)     |

### DEFINICIONES NEBULARES \_\_\_\_\_

| Adf                | Abundance Discrepacy Factor (factor de discrepancia de abundancias)                        |
|--------------------|--|
| Cel                | Colissional Excited Line (línea de excitación colisional)                                  |
| $C(H\beta)$        | Coeficiente de enrojecimiento  |
| Gehrs              | Giant Extragalactic H II Region (Región H II extragaláctica gigante)                       |
| ICF                | Ionization correction factor (factor de corrección por ionización)                         |
| ISM                | Interstellar medium (medio interestelar)   |
| $n_{\rm e}$        | Densidad electrónica (en $\rm cm^{-3}$ )   |
| $Q_{\mathrm{H}^0}$ | Número de fotones ionizantes (en $s^{-1}$ )  |
| q                  | Párametro de ionización por velocidad de la luz, $q = U \times c$ (en cm s <sup>-1</sup> ) |
|                    | (También es el cociente logarítmico entre la luminosidad en FIR y en radio)                |
| Rl                 | Recombination Line (línea de recombinación)  |
| $t^2$              | Fluctuación cuadrática media de temperatura  |
| $T_{\rm e}$        | Temperatura electrónica (en K)   |
| U                  | Parámetro de ionización  |
| Z                  | Metalicidad del gas  |
|                    |  |

# Definiciones galácticas \_\_\_\_\_

| Active Galactic Nuclei (núcleo activo de galaxia)                     |
|---|
| Blue Compact Galaxy (galaxia compacta azul)                           |
| Blue Compact Dwarf Galaxy (galaxia enana compacta azul)               |
| Gamma-Ray Burst (estallido de rayos gamma)                            |
| Luminous Compact Blue Galaxy (galaxia compacta azul luminosa)         |
| Low-Ionization Narrow-Emission Region                                 |
| (región de líneas de emisión de baja ionización)                      |
| Luminous infrared galaxy (galaxia luminosa en infrarrojo)             |
| Large Magellanic Cloud (Gran Nube de Magallanes)                      |
| Quasi-Stellar Object (cuásar)   |
| Small Magellanic Cloud (Pequeña Nube de Magallanes)                   |
| Super Star Cluster (super cúmulo estelar)                             |
| Tidal Dwarf Galaxy (galaxia enana de marea)                           |
| Ultra-Luminous Infrared Galaxy (galaxia ultra-luminosa en infrarrojo) |
| WR bump   |
|   |

# Bibliografía

Mientras recorría túneles y túneles de libros en la penumbra, no pude evitar que me embargase una sensación de tristeza y desaliento. No podía evitar pensar que si yo, por pura casualidad, había descubierto todo un universo en un solo libro desconocido entre la infinidad de aquella necrópolis, decenas de miles más quedarían inexplorados, olvidados para siempre. Me sentí rodeado de millones de páginas abandonadas, de universos y almas sin dueño, que se hundían en un océano de oscuridad mientras el mundo que palpitaba fuera de aquellos muros perdía la memoria sin darse cuenta día tras día, sintiéndose más sabio cuanto más olvidaba.

Carlos Ruiz Zafón, La sombra del viento, 2001

### Abbott, D. C. 1982, ApJ, 263, 723

- Abbott, D. C. y Conti, P. S. 1987, ARA&A, 25, 113
- Abbott, J.B., Crowther, P.A., Drissen, L., Dessart, L., Martin, P. y Boivin, G. 2004, MNRAS, 350, 552
- Abel T., Bryan G. L. y Norman M. L. 2002, Sci, 295, 93

Alpher, R. A., H. Bethe y G. Gamow, 1948, Physical Review, 73, 803

Allen, D. A., Wright, A. E. y Goss W. M., 1976, MNRAS, 177, 91

- Allen, S. W. 1995, MNRAS, 276, 947
- Allende Prieto, C., Lambert, D. L., y Asplund, M. 2001, ApJ, 556, L63
- Aller, L.H. 1942, ApJ, 95, 52
- Aller, L.H. 1984, *Physics of thermal gaseous nebulae*, Dordrecht, D. Reidel Publishing Co. (Astrophysics and Space Science Library), Volume 112
- Alloin D., Collin-Souffrin S., Joly M. y Vigroux L. 1979, A&A, 78, 200
- Aloisi, A., van der Marel, R.P., Mack, J., Leitherer, C., Sirianni, M. y Tosi, M. 2005, ApJ, 631, 45
- Alonso-Herrero, A., Takagi, T., Baker, A.J. , Rieke, G.H., Rieke, M. J.; Imanishi, M. y Scoville, N. Z. 2004, ApJ, 612, 222
- Ardeberg y de Groot 1973, A&A, 28, 295
- Armus, L., Heckman, T. y Miley, G. 1987, AJ, 94, 831
- Arnault, Ph., Kunth, D. y Schild, H. 1989, A&A, 224, 73
- Arp, H.C. 1966, ApJS, 14, 1
- Arp, H.C. y Madore, B.F. 1987, A catalogue of southern peculiar galaxies and associations, Cambridge: Cambridge University Press
- Asplund, M., Grevesse, N. y Sauval, A. J. 2005, en ASP Conf. Ser. 335, Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis, ed. F.N. Bash y T.G. Barnes (San Francisco: ASP), 25
- Baker, J.G. y Menzel, D.H. 1938, ApJ, 88, 52
- Baldwin, J. A., Phillips, M. M. y Terlevich R. 1981, PASP, 93, 5
- Balzano, V.A. 1983, ApJ, 268, 602
- Barlow, M. J. y Hummer, D. G. 1982, IAU Symp. 99: Wolf-Rayet Stars: Observations, Physics, Evolution, 99, 387
- Barnes, J. E. 2004, MNRAS, 350, 798
- Barnes, J. E. y Hernquist, L. E. 1991, ApJ, 370, L65
- Barnes, J. E. y Hernquist, L. 1996, ApJ, 471, 115
- Barnes, D. G., et al. 2001, MNRAS, 322, 486

Barth, C. S., Cepa, J., Vilchez, J. M. y Dottori, H. A. 1994, AJ, 108, 2069

Barton, E.J., Geller, M., Ramella, M., Marzke, R. O. y da Costa, L. N. 1996, AJ, 111, 40 Barton, E. J., Geller M. J. y Kenyon, S. J., 2000, ApJ, 530, 660

Bautista, M.A., v Pradhan, A.K. 1996, A&A, 115, 551

Beck, S.C., Turner, J.L., Ho, P.T.P., Lacy, J.H., y Kelly, D.M. 1996, ApJ, 457, 610

Beck, S.C., Turner, J.L. y Kovo, O. 2000, AJ, 120, 244

Becker, R. H., White, R. L. y Helfand, D. J. 1995, ApJ, 450, 559

Beals, C. S. 1930, PPDAO, 4, 271

Bell, E.F., McIntosh, D.H., Gyory, Z., Trujillo, I., Katz, N. y Weinberg, M.D. 2004, AAS, 204, 1403B

Belley, y Roy, 1992, ApJS, 78, 61  $\,$ 

Benjamin, R.A., Skillman, E.D., y Smits, D.P. 1999, ApJ, 514, 307

Benjamin, R.A., Skillman, E.D. y Smits, D.P. 2002, ApJ,, 569, 288

Bennett, S.M. y Moss, C. 1998, A&AS, 132, 55

Bergvall, N. y Olofsson, K. 1986, A&AS, 64, 469

Bergvall, N. y Östlin, G. 2002, A&A 390, 891

Bertelli, G., Bressan, A., Chiosi, C., Fagotto, F. y Nasi, E. 1994, A&AS, 106, 275

Bessell, M. S., Castelli, F. y Plez, B. 1998, A&A, 333, 231

Bettoni, D., Galleta, G. y García-Murillo, S. 2003, A&A, 405, 5

Bica, E. y Alloin, D. 1986, A&AS, 66, 171

Bicay, M.D., Stepanian, J.A., Chavushyan, V.H., Erastova, L.K., Ayvazyan, V.T., Seal, J. y Kojoian, G. 2000 A&AS, 147, 169

Binney, J. y Merrifield, M. 1998, Galactic astronomy, Princeton University Press

Bloom J. S., et al. 2002, ApJ, 572, L45

Blum, R. D., Schaerer, D., Pasquali, A., Heydari-Malayeri, M., Conti, P. S. y Schmutz W. 2001, AJ, 122, 1875

Böhm-Vitense, E. 1989, Introduction to Stellar Astrophysics, Vols. 1 –2, Cambridge University Press

Bohuski, T.J., Fairall, A.P. y Weedman, D.W. 1978, ApJ, 221, 776

Bolzonella, M., Miralles, J.-M. y Pelló, R. 2000, A&A 363, 476, HyperZ

Borissova, J., Georgiev, L., Rosado, M., Kurtev, R., Bullejos, A. y Valdez-Gutiérrez, M. 2000, A&A, 363, 130 Borne, K.D., Bushouse, H., Colina, L., Lucas, R.A., Baker, A., Clements, D., Lawrence, A., Oliver, S. y Rowan-

Robinson, M. 2000, Ap&SS, 266, 137

Bottinelli, L., Gougenheim, L. y Heidmann, J. 1973, A&A, 22, 281

Boulanger, F., Beichman, C., Desert, F. X., Helou, G., Perault, M. y Ryter, C. 1988, ApJ, 332, 328

Bournaud, F. y Duc, P.-A. 2006, A&A, 456, 481

Brandner, W., Grebel, E.K., Chu, Y.-H., Dottori, H. Brandl, B., Richling, S. Yorke, H.W., Points, S.D. y Zinnecker, H. 2000, AJ, 119, 292

Brandt, J.C. 1960, ApJ, 131, 553

Bresolin, F., Kennicutt, R. C.Jr. y Garnett, D. R. 1999, ApJ, 510, 104

Bresolin, F. y Kennicutt, R. C. Jr. 2002, ApJ, 572, 838

Bresolin, F., Garnett, D.R., Kennicutt, R.C., Jr. 2004, ApJ, 615, 228

Bresolin, F., Schaerer, D., González -Delgado, R. M. y Stasińska, G. 2005, A&A, 441, 981

Breysacher, J., Azzopardi, M. y Testor, G. 1999, A&AS, 137, 117

Brocklehurst M. 1971, MNRAS, 153, 471

Bromm V., Coppi P. S. % Larson R. B., 1999, ApJ, 527, L5

Bruzual, G. y Charlot, S. 2003, MNRAS, 344, 1000

Buckalew, B.A., Kobulnicky, H.A. y Dufour, R.J. 2005, ApJS, 157, 30

Burbidge, E. M., Burbidge, G., Fowler, W. y Hoyle, F. 1957 Rev. Mod. Phys., 29, 15

Burstein, D. y Heiles, C. 1978, ApJ, 225, 40

Burstein, D. y Heiles, C. 1982, AJ, 87, 1165

Bushouse, H. A. 1987, ApJ, 320, 49

Bushouse, H.A. y Stanford, S.A. 1992, ApJS, 79, 213  $\,$ 

Buta, R. 1992, en Morphological and Physical Classification of Galaxies, Proceedings of the 5th International Workshop of the Osservatorio Astronomico di Capodimonte, held en Sant'Agata Sui Due Golfi, Italy, September 3-7, 1990, Dordrecht: Kluwer Academic Publishers, 1992, edited by G. Longo, M. Capaccioli, and G. Busarello. Astrophysics and Space Science Library, Vol. 178, p.1

Buta, R. 1992, en Physics of Nearby Galaxies: Nature or Nurture? Proceedings of the 27th Rencontre de Moriond, Les Arcs, France, March 15-22, 1992. Edited by Trinh Xuan Thuan, Chantal Balkowski, and J. Tran Thanh Van. Gif-sur-Yvette: Editions Frontieres, 1992., p.3

Butcher, H. y Oemler, A. Jr. 1984, ApJ, 285, 426

#### $\mathcal{C}$

Uairós, L.M., 2000, Tesis Doctoral Formation and evolution of blue compact galaxies, Universidad de La Laguna Cairós, L.M., Vílchez, J.M., González Pérez, J.N., Iglesias-Páramo, J. y Caon, N. 2001a, ApJS, 133, 321 Cairós, L. M., Caon, N., Vílchez, J. M., González-Pérez, J. N. y Muñoz-Tuñón, C. 2001b, ApJS, 136, 393 Calzetti, D. 1997, AJ, 113, 162

- Calzetti, D. 2001, PASP, 113, 1149
- Calzetti, D., Kinney, A. L. y Storchi-Bergmann, T. 1994, ApJ, 429, 582
- Calzetti, D., Bohlin, R. C., Kinney, A. L., Storchi-Bergmann, T. y Heckman, T. M. 1995, ApJ, 443, 136
- Calzetti, D. Meurer, G.R., Bohlin, R.C., Garnett, D.F., Kinney, A.L., Leitherer, C., y Storchi-Bergmann, T. 1997, AJ, 114, 1834
- Calzetti, D., Conselice, C.J., Gallagher III, J.S. y Kinney, A.L. 1999, AJ, 118, 797
- Calzetti, D., Armus, L., Bohlin, R.C., Kinney, A.L., Koornneef, J. y Storchi-Bergmann, T. 2000, ApJ, 533, 682
- Calzetti, D., Harris, J., Gallagher III, J.S., Smith, D.A., Conselice, C.J., Homeier, N. y Kewley, L. 2004, AJ, 127, 1405
- Campbell, A.W. y Terlevich, R. 1985, MNRAS, 211, 15
- Campbell, A.W., Terlevich, R., y Melnick, J. 1986, MNRAS, 223, 811
- Campos-Aguilar, A., Moles, M. y Masegosa, J. 1993, AJ, 106 1784
- Cannon, J.M. y Skillman, E.D. 2004, ApJ, 610, 772
- Cannon, J.M., Skillman, E.D., Kunth, D., Leitherer, C., Mas-Hesse, M., Östlin, M. y Petrosian, A. 2004, ApJ, 608. 768.
- Cannon, J.M., Walter, F., Skillman, E.D. y van Zee, L. 2005, ApJL, 621, 21
- Caon, N., Cairós, L.M., Aguerri, J.A. y Muñóz-Tuñón, C. 2005, ApJS, 157, 218
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C. y Mathis J. S. 1989, ApJ, 345, 245
- Cardwell, N. y Phillips, M.M. 1989, ApJ, 338, 789
- Carigi, L., Peimbert, M., Esteban, C. y García-Rojas, J. 2005, ApJ, 623, 213
- Carigi, L., Colín, P., y Peimbert, M. 2006, ApJ, 644, 924
- Castañeda H. O., Vilchez J. M. y Copetti M. V. F. 1992, A&A, 260, 370
- Casasola, V., Bettoni, D. y Galletta, G. 2004, A&A, 422, 941
- Castellanos, M. 2000, Tesis Doctoral: A comprehensive Study of High Metallicity Giant Extragalactic H 2 Regions, Univ. Autónoma de Madrid
- Castellanos M., Díaz A. I. y Terlevich E., 2002, MNRAS, 329, 315
- Castor, J.I., Abbot, D.C., y Klein, R.I. 1975, ApJ, 195, 157
- Cedrés, B. 2003, Tesis Doctoral, Universidad de la Laguna
- Cedrés, B., Urbaneja, M.A., y Cepa, J. 2004, A&A, 422, 511
- Cenarro, A.J., Cardiel, N., Gorgas, J., Peletier, R.F., Vazdekis, A., y Prada, F. 2001, MNRAS, 326, 959
- Cerviño, M. v Mas-Hesse, J.M. 1994, A&A, 284, 749
- Cerviño, M., Luridiana, V., y Castander F.J. 2000, A&A, 360, L5
- Cerviño, M., Valls-Gabaud, D., Luridiana, V., Mas-Hesse, J.M. 2002 A&A, 381, 51
- Charbonnel, D., Meynet, G., Maeder, A., Schaller, G. y Schaerer, D. 1993, A&AS, 101, 415
- Chiosi, C. 1981, A&A, 93, 163
- Chiosi, C. 1982, IAU Symp. 99: Wolf-Rayet Stars: Observations, Physics, Evolution, 99, 323
- Chiosi, C. y Maeder A., 1986, ARA&A, 24, 329
- Chiosi, C. 1998, en Stellar astrophysics for the local group : VIII Canary Islands Winter School of Astrophysics, Edited by A. Aparicio, A. Herrero, and F. Sanchez. Cambridge, New York : Cambridge University Press, 1998., p.1
- Chiosi, C., Nasi, E. y Sreenivasan, S. R. 1978, A&A, 63, 103
- Chiosi, C. y Maeder A., 1986, ARA&A, 24, 329
- Chu, Y.-H., Treffers, R. R. y Kwitter, K. B. 1983, ApJS, 53, 937
- Clark, J.S. y Negueruela, I. 2002, A&A, 396L, 25
- Clark, J.S. v Negueruela, I. 2002, A&A, 413L, 15
- Clark, J.S., Negueruela, I., Crowther, P.A. y Goodwin, S.P. 2005, A&A, 434, 949
- Combes, F. 1978, A&A, 65, 47
- Combes, F. 1994, ASPC, 66, 87
- Condon, J.J. 1992, ARA&A 30, 575
- Condon, J.J., Condon, M. A., Gisler, G. y Puschell J. J. 1982, ApJ, 252, 102
- Condon, J.J., Helou, G., Sanders, D.B. y Soifer, B.T. 1990, ApJS 73, 359
- Condon, J.J., Anderson, M.L. y Helou, G. 1991, ApJ, 376, 95
- Condon, J.J., Huang, Z.-P., Yin, Q.F. y Thuan, T.X. 1992, ASPC 31, 79
- Condon, J. J., Cotton, W. D., Greisen, E. W., Yin, Q. F., Perley, R. A., Taylor, G. B. y Broderick, J. J. 1998, AJ, 115, 1693
- Condon, J.J., Cotton, W.D. y Broderick, J.J. 2002, AJ, 124, 675
- Conti, P.S., 1976, MSRSL, 9, 193
- Conti, P.S., 1991, ApJ, 377, 115
- Conti, P. S., Leep, M. E. y Perry, D. N. 1983, ApJ, 268, 228
- Conti, P. S. y Massey, P. 1989, ApJ, 337, 251
- Conti, P. S., Massey, P. y Vreux, J.-M. 1990, ApJ, 354, 359

Conti, P. S. y Underhill, A. B. 1988, JBAA, 98, 374

Conti, P.S., Leitherer, C., y Vacca, W.M., 1996, ApJ, 461, L87

Contini, T. 1996, Liege International Astrophysical Colloquia 33: Wolf-Rayet stars in the framework of stellar evolution, Liege: Universite de Liege, Institut d'Astrophysique, Edited by J.M. Vreux, A. Detal, D. Fraipont-Caro, E. Gosset, and G. Rauw, p.619

Contini, T., Treyer, M.A., Sullivan, M. y Ellis, R.S. 2002, MNRAS 330, 75

Cotera, A.S., Erickson, E.F., Colgan, S.W.J., Simpson, J.P., Allen, D.A. y Burton, M.G. 1996, ApJ, 461, 750

Cowley, C.R. 2002, Adelman, S.J. y Bord, D.J. 2003, *Modelling of stellar atmospheres*, Proceedings of the 210th Symposium of the IAU held at Uppsala University, Uppsala, Sweden, 17-21 June, 2002. Edited by N. Piskunov, W.W. Weiss, and D.F. Gray. Published on behalf of the IAU by the Astronomical Society of

the Pacific, 2003, p.261, also in http://www.astro.lsa.umich.edu/~cowley/ionen.htm

Coziol, R., Doyon, R. y Demers, S. 2001, MNRAS, 325, 1081 Cresci, G., Vanzi, L., y Sauvage, M. 2005, A&A, 433, 447

Crowther, P. A., Smith, L. J. y Willis, A. J. 1991, IAU Symp. 143: Wolf-Rayet Stars and Interrelations with Other Massive Stars in Galaxies, 143, 97

Crowther, P.A., Beck, S.C., Willis, A.J., Conti, P.S., Morris, P.W. y Sutherland, R.S. 1999, MNRAS, 304, 654

Crowther, P. A., Hillier, D. J. y Smith L. J. 1995, A&A, 293, 403

Crowther, P. A., Hillier, D. J. y Smith L. J. 1995, A&A, 302, 457

Crowther, P. A., Smith, L. J. y Willis, A. J. 1995, A&A, 304, 269

Crowther, P.A., Hillier, D.J., Evans, C.J., Fullerton, A.W., De Marco, O. y Willis, A.J. 2002, ApJ, 579, 774

- Crowther, P. A., Dessart, L., Hillier, D. J., Abbott J. B. y Fullerton, A. W. 2002, A&A, 392, 653
- Crowther, P.A., Drissen, L., Abbott, J.B., Royer, P. y Smartt, S.J. 2003, å, 404, 483
- Crowther, P. A., Hadfield, L. J., Schild, H. y Schmutz W. 2004, A&A, 419, L17
- Crowther, P. A. y Hadfield, L. J. 2006, A&A, 449, 711

Cutri, R. M., Nelson, B. O., Huchra, J. P. y Smith, P. S. 2000, BAAS, 32, 1520

Dahlem, M., Ehle, M., Ryder, S. D., Vlajić, M. y Haynes, R. F. 2005, A&A, 432, 475

Davey, A.R., Storey, P.J. y Kisielius, R. 2000, A&AS, 142, 85

Davoust, E. y Contini, T. 2004, A&A, 416, 515

de Grijp, M.H.K., Keel, W.C., Miley, G.K., Goodfrouij, P. y Lub, J. 1992, A&AS, 96, 389

de Jager, C., Nieuwenhuijden, H. y van der Hucht, K. A. 1988, BICDS, 35, 141

de Mello, D. F., Schaerer, D., Heldmann, J. y Leitherer, C. 1998, ApJ, 507, 199

de Mello, D., Leitherer, C., y Heckman, T. 2000, ApJ, 530, 251

de Naray R. K., McGaugh S. S. y de Blok W. J. G., 2004, MNRAS, 355, 887

de Pablos, F. 1999, Tesis Doctoral, Universidad de La Laguna.

de Robertis, M.M., Dufour R.J. y Hunt, R.W. 1987, JRASC 81, 195

de Vaucouleurs, G. 1959, Handbuch der Physik, vol 53, ed. Flügge, S., Berlin: Springer, p.275

de Vaucouleurs, A., Corwin, H.G. Jr., Buta, R.J., Paturel, G. y Fouque, P. 1991, Third Reference Catalogue of Bright Galaxies, Volume 1-3, XII, 2069 pp. Springer-Verlag Berlin Heidelberg New York

Deeg, H-J, Duric, Brinks, E., Duric, N., Klein, U. y Skillman, E. 1993, ApJ, 410, 626

Deeg, H.-J., Duric, N. y Brinks, E. 1997, A&A, 323, 323

Denicoló, G., Terlevich, R. y Terlevich, E. 2002, MNRAS, 330, 69

Desert, F.-X., Boulanger, F. y Puget, J. L. 1990, A&A, 237, 215

Díaz, A.I. 1988, MNRAS, 231, 57D

Díaz, A.I. 1999 Ap&SS, 263, 143

Díaz, A.I., y Pérez-Montero, E. 2000, MNRAS, 312, 130

Dimai, A. 2001 IAUC 7719A, 1D

Dinerstein, H. L. y Shields G. A., 1986, ApJ, 311, 45  $\,$ 

D'Odorico, S., Cristiani, S., Dekker, H., Hill, V., Kaufer, A., Kim, T., y Primas, F. 2000, Proc. SPIE, 4005, 121 Dopita, M.A. y Evans, I. N. 1986, ApJ, 307, 431

Dopita, M.A., Kewley, L. J., Heisler, C.A. y Sutherland, R.S. 2000, ApJ, 542, 224

Dopita, M.A., Pereira, M., Kewley, L.J. y Capaccioli, 2002, ApJS 143, 47

Dottori, H.A. 1981, Ap&SS, 80, 267

Downes, A.J.B., Longair, M.S. y Perryman, M.A.C. 1981, MNRAS, 197, 593

Dressler, A., 1980, ApJ, 236, 351

Dressler, A., Oemler, A. Jr., Couch, W.J., Smail, I., Ellis, R.S., Barger, A., Butcher, H., Poggianti, B.M. y Sharples, R.M. 1997, ApJ, 490, 577

Drissen, L., Roy, J.-R., Robert, C., Devost, D. y Doyon, R. 2000, AJ, 119, 688

Dubinski, J. 1998, ApJ, 502, 141

Duc, P.-A. y Mirabel, I. F. 1998, A&A 338, 813

Duc, P.A., Brinks, E., Springel, V., Pichardo, B., Weilbacher, P. y Mirabel, I.F. 2000, AJ, 120, 1238

Dufour, R. J. 1994, RMxAA, 29, 88

Edmunds, M.G. y Pagel, B.E.J. 1978, MNRAS 185, 77P

Ellis, S.C., Driver, S.P., Allen, P.D., Liske, J., Bland-Hawthorn, J. y De Propris, R. 2005, MNRAS, 363, 1257

Eldridge, J. J. y Vink, J. S., 2006, A&A, 452, 295

Eldridge, J. J. y Tout, C. A. 2005, ASP Conf. Ser. 342: 1604-2004: Supernovae as Cosmological Lighthouses, 342, 126

Eldridge, J. J., Genet, F., Daigne, F. y Mochkovitch, R. 2006, MNRAS, 367, 186

Emelgreen, B.G., Kauffman, M. y Thomasson, M., 1993, ApJ, 412, 90

Elmegreen, B. G. y Efremov, Y. N. 1997, ApJ, 480, 235

Erb, D.K., Shapley, A.E., Steidel, C.C., Pettini, M. et al. 2003, ApJ, 591, 101

Esteban, C. 2000, NewAR, 44, 205

Esteban, C. 2002, RevMexAA Serie de Conferencias, en Ionized Gaseous Nebulae, a Conference to Celebrate the 60th Birthdays of Silvia Torres-Peimbert and Manuel Peimbert, W. J. Henney, J. Franco, M. Martos, y M. Peña (eds), 12, 56

Esteban, C., Vílchez, J. M., Smith, L. J., y Clegg, R. E. S. 1992, A&A, 259, 629

Esteban, C., Vílchez, J. M., Smith, L. J., y Clegg, R. E. S. 1993, A&A, 272, 299

Esteban, C., Peimbert, M., Torres-Peimbert, S. y Escalante, V. 1998, MNRAS, 295, 401

Esteban, C., Peimbert, M., Torres-Peimbert, S., y García-Rojas, J. 1999a, Rev. Mex. AA, 35, 65

- Esteban, C., Peimbert, M., Torres-Peimbert, S., García-Rojas, J., v Rodríguez, M. 1999b, ApJS, 120, 113
- Esteban, C., Peimbert, M., Torres-Peimbert, S. y Rodríguez, M. 2002, ApJ, 581, 241

Esteban, C., López-Sánchez, A.R. y Rodríguez, M. 2003, en *IAU Symp. 212, A Massive Star Odyssey: From Main Sequence to Supernova*, K. van der Hucht, A. Herrero, and C. Esteban (eds.), ASP, San Francisco, p712

Esteban, C., Peimbert, M., García-Rojas, J., Ruiz, M. T., Peimbert, A. y Rodríguez, M., 2004, MNRAS, 355, 229 Esteban, C., García-Rojas, J., Peimbert, M., Peimbert, A., Ruiz, M.T., Rodríguez, M., y Carigi, L. 2005a, ApJ, 618, L95

Esteban, C., García-Rojas, J., Peimbert, M., Peimbert, A., Ruiz, M.T.,Rodríguez, M., y Carigi, L. 2005b, ApJ, 695, 18

H<sup>'</sup>abbiano, G. 1989, ARA&A, 27, 87

Fabbiano, G., Feigelson, E. y Zamorani, G. 1982, ApJ, 256, 397

Ferland G.F. 2001, PASP, 113, 165

Ferland G. J., Korista K. T., Verner D. A., Ferguson J. W., Kingdon J. B. y Verner E. M, 1998, PASP, 110, 761 Fernandes, I.F., de Carvalho, R., Contini, T. y Gal, R.R. 2004, MNRAS, 355, 728

Fernández-Soto, A., Lanzetta, K. y Yahil, A. 1999, ApJ, 513, 34

Figer, D. F., Najarro, F., Morris, M., McLean, I. S., Geballe, T. R., Ghez, A. M., y Langer, N. 1998, ApJ, 506, 384

Figer, D. F., Kim, S.S., Morris, M., Serabyn, E., Rich, R.M. y McLean, I.S. 1999, ApJ, 525, 750

Figer, D.F., Najarro, F. y Kudritzki, R.P., 2004, ApJ, 610, 109

Fioc, M. y Rocca-Volmerange, B. 1997, A&A 326, 950

Fisher, K.B., Huchra, J.P., Strauss, M.A., Davis, M., Yahil, A. y Schlegel, D. 1995, ApJS, 100, 69

Foellmi, C., Moffat, A. F. J. y Guerrero M. A. 2003, MNRAS, 338, 360

Freedman, W. L., Hughes, S.M., Madore, B.F., Mould, J.R., Lee, M.G., Stetson, P., Kennicutt, R.C., Turner, A., Ferrarese, L., Ford, H., Graham, J.A., Hill, R., Hoessel, J.G., Huchra, J. y Illingworth, G.D. 1994, ApJ, 427, 628

French, H. B. 1980, ApJ, 240, 41

Fritze-von Alvensleben, U. v Gerhard O.E. 1994, A&A, 285, 751

 $\mathbf{C}$ 

Galama T. J., et al. 1998, Natur, 395, 670

Gallagher, J.S. III, Hunter, D.A. y Tutukov, A.V. 1984, ApJ 284, 544

Gallego, J., Zamorano, J., Aragon-Salamanca, A. y Rego, M. 1995, ApJ, 455, 1

Gallego, J.;,Zamorano, J., Rego, M. y Vitores, A.G. 1997, ApJ, 475, 502

García-Rojas, J., 2006, Tesis Doctoral: Abundancias químicas en Regiones H II y fluctuaciones de temperatura, Universidad de La Laguna

García-Rojas, J., Esteban, C., Peimbert, M., Rodríguez, M., Ruiz, M. T., y Peimbert, A. 2004, ApJS, 153, 501

García-Rojas, J., Esteban, C., Peimbert, A., Peimbert, M., Rodríguez, M. y Ruiz, M.T. 2005, MNRAS, 362, 301
García-Rojas, J., Esteban, C., Peimbert, M., Costado, M.T., Rodríguez, M., Peimbert, A., y Ruiz, M.T. 2006, MNRAS, 368, 253

García-Ruiz, I., Sancisi, R. y Kuijken, K. 2002, A&A, 394, 769

García-Vargas, M., Bressan, A. y Díaz, A.I. 1995, A&AS, 112, 13

Garcia-Vargas, M. L., Molla, M. y Bressan, A., 1998, A&AS, 130, 513

Garland, C.A., Pisano, D.J., Williams, J.P., Guzmán, R. y Castander, F.J. 2004, ApJ, 615, 689

Garnett, D.R. 1990, ApJ, 363, 142

Garnett, D.R., Kennicutt, R. C.Jr., Chu, Y.-H. y Skillman E. D. 1991, ApJ, 373, 458

Garnett, D.R. 1992, AJ, 103, 1330

Garnett, D.R., Shields, G.A., Skillman, E. D., Sagan, S. P. y Dufour, R. J. 1997, ApJ, 489, 63

- Garnett, D.R., Shields, G.A., Peimbert, M., Torres-Peimbert, S., Skillman, E.D., Dufour, R.J., Terlevich, E. y Terlevich, R.J. 1999, ApJ, 513, 168
- Garnett, D.R. 2003, lectures on Cosmochemistry: The melting pot of the elements. XIII Canary Islands Winter School of Astrophysics, Puerto de la Cruz, Tenerife, Spain, November 19-30, 2001, edited by C. Esteban, R. J. García López, A. Herrero, F. Sánchez. Cambridge contemporary astrophysics. Cambridge, UK: Cambridge University Press, ISBN 0-521-82768-X, 2004, p. 171

Garnett D. R., Edmunds M. G., Henry R. B. C., Pagel B. E. J. y Skillman E. D. 2004, AJ, 128, 2772

Genzel, R., Lutz, D., Sturm, E., Egami, E., Kunze, D., Moorwood, A.F.M., Rigopoulou, D., Spoon, H.W.W., Sternberg, A., Tacconi-Garman, L.E., Tacconi, L. y Thatte, N. 1998, ApJ, 498, 579

Georgakakis, A., Forbes, D. A. y Norris, R. P. 2000, MNRAS, 318, 124

Giammanco, C. 2005, Tesis Doctoral, Un modelo para el medio interestelar inhomogéneo, Universidad de La Laguna Gibson, B.K. et al. 2000, ApJ, 529, 723

Gil de Paz, A., Madore, B.F. y Pevunova, O. 2003, ApJS, 147, 29

Gil de Paz, A. y Madore, B.F. 2005, ApJS, 156, 345

- Gioia, I.M., Maccacaro, T., Schild, R.E., Wolter, A., Stocke, J.T., Morris, S.L. y Henry, J.P. 1990, ApJS 72, 567 Goldader, J. D., Goldader, D. L., Joseph, R. D., Doyon, R. y Sanders D. B., 1997, AJ, 113, 1569
- Gónzalez-Delgado, R.M., Leitherer, C., Heckman, T., Lowenthal, J.D., Ferguson, H.C. y Robert, C. 1998, ApJ, 495, 698

González-Delgado, R.M. y Leitherer, C. 1999, ApJS, 125, 479

González-Delgado, R.M., Leitherer, C. y Heckman, T. 1999, ApJS, 125, 489

- González Delgado, R. M. y Pérez, E. 2000, MNRAS, 317, 64
- González-Delgado, R.M., Heckman, T. y Leitherer, C. 2001, ApJ, 546, 845
- González-Delgado, R. M., Leitherer, C., Stasińska, G. y Heckman, T. M., 2002, ApJ, 580, 824

Gordon, D. y Gottesman, S.T. 1981, AJ, 86, 161

Gräfener, G., Hamann, W.-R. 2005, A&A, 432, 633

Grandi S. A. 1975a, ApJ, 196, 465

Grandi S. A. 1975b, ApJ, 199, L43

Grandi S. A. 1976, ApJ, 206, 658

Griffith, M.R., Wright, A.E., Burke, B.F. y Ekers, R.D. 1994, ApJS, 90, 179

Groenewegen, M.A.T., Lamers, H.J.G.L.M. y Pauldrach, A.W.A. 1989, A&A, 221, 78

Grosdidier, Y., Moffat, A. F. J., Joncas, G., y Acker, A. 1998, ApJ, 506, L127

Gronwall, C., Salzer, J.J., Sarajedini, V.L., Jangren, A., Chomiuk, L., Moody, J.W., Frattare, L.M. y Boroson, T.A. 2004, AJ, 127, 1943

Grebel, E.K. 1999, IAU Symp. 192, The Stellar Content of the Local Group, Whitelock, P. y Cannon, R. (Eds), ASP 17

Grevesse, N. y Sauval A. 2000, Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics, Edited by Paul Murdin, article 1979 Guseva, N., Izotov, Y. I. y Thuan, T.X. 2000, ApJ, 531, 776

Guseva, N.G., Izotov, Y.I., Papaderos, P., Chaffee, F.H., Foltz, C.B., Green, R.F., Thuan, T.X., Fricke, K.L. y Noeske, K.G. 2001, A&A, 378, 756

Guseva, N.G., Papaderos, P., Izotov, Y.I., Green, R.F., Fricke, K.J., Thuan, T.X. y Noeske, K.G. 2003, A&A, 407, 105

Guziy, S., Castro-Tirado, A.J., Jóhannesson, G., Gorosabell, J., Björnsson, G., Gudmundsson, E.H., de Ugarte-Postigo, A., Jelýnek, M., López-Sánchez, A.R., et al. 2006, A&A, submitted

Guzmán, R., Koo, D.C., Faber, S.M., Illingworth, G.D., Takamiya, M., Kron, R.G. y Bershady, M.A. 1996, ApJ, 460L, 5

Guzmán, R., Jadren, A., Koo, D.C. et al. 1998, ApJ, 495, L13

Guzmán, R., Östlin, G., Kunth, D., Bershady, M. A., Koo, D. C. y Pahre, M. A. 2003, ApJ, 586, L45

Hamann, W.-R., Duennebeil, G., Koesterke, L., Wessolowski, U. y Schmutz W. 1991, A&A, 249, 443

Hamann, W.-R., Koesterke, L. y Wessolowski, U., 1993, A&A, 274, 397

Hamann, W.-R., Koesterke, L. y Wessolowski, U. 1995, Ap&SS, 113, 459

Hammer, F., Gruel, N., Thuan, T.X., Flores, H. y Infante, L. 2001 ApJ, 550, 570

Hammer, F., Flores, H., Schaerer, D., Dessauges-Zavadsky, M., Le Floc'h, E. v Puech, M. 2006, A&A, 454, 103 Hamuy, M., Walker, A.R., Suntzeff, N.B., Gigoux, P., Heathcote, S.R. y Phillips, M.M. 1992, PASP 104, 533 Haro, G. 1956, AJ, 61, 178

Haynes, M. P., Giovanelli, R., y Roberts, M. S. 1979, ApJ, 229, 83  $\,$ 

Hadfield, L. J., Crowther, P. A., Schild, H. y Schmutz, W. 2005, A&A, 439, 265

Harris, J., Calzetti, D., Gallagher, J.S., Smith, D.A., y Conselice, C.J. 2004, ApJ, 603, 503

Heckman, T.M. 1998, ASPC, 148, 127

Heckman, T.M. 1997, en Massive Stars in Starbursts. Proceedings of the meeting held in Baltimore, May 15-17, 1990. Edited by Claus Leitherer and Nolan Walborn and Timothy Heckman and Colin Norman. Published by the Cambridge University Press, Cambridge, UK: pp. 349. May 1991, p.289

#### BIBLIOGRAFíA

- Heckman, T.M. 1997, en Starburst activity in galaxies, ed. J. Franco, R. Terlevich y A. Serrano, Rev. Mex. Astron. Astrof. Conf. Ser. 6, 156
- Heckman, T. M., Beckwith, S., Blitz, L., Skrutskie, M. y Wilson A. S., 1986, ApJ, 305, 157
- Heckman, T. M., Armus, L. y Miley, G. K. 1990, ApJS, 74, 833
- Heckman, T. M., Gonzalez-Delgado, R., Leitherer, C., Meurer, G. R., Krolik, J., Wilson, A. S., Koratkar, A. y Kinney, A. 1997, ApJ, 482, 114
- Heckman, T.M., Robert, C., Leitherer, C., Garnett, D.R. y van der Rydt, F. 1998, ApJ 503, 646
- Heckman, T.M. y Leitherer, C. 1997, AJ, 114, 69
- Hernquist, L. 1989, Nature, 340, 687
- Hester, J. J. 1991, PASP, 103, 853
- Hester, J. J., Scowen, P.A., Sankrit, R., Lauer, T.R., Ajhar, E.A., Baum, W.A., Code, A., Currie, D.G., Danielson, G.E., Ewald, S.P., Faber, S.M., Grillmair, C.J., Groth, E.J., Holtzman, J.A., Hunter, D.A., Kristian, J., Light, R.M., Lynds, C.R., Monet, D.G., O'Neil, E.J.Jr., Shaya, E.J., Seidelmann, K.P. y Westphal, J.A. 1996, AJ, 111, 2349
- Hjorth J., et al. 2003, Natur, 423, 847
- Hibbard, J., Guhathakurta, P., van Gorkom, J.H. y Schweizer, F. 1994, AJ, 107, 67
- Hibbard, J.E. y van Gorkom, J.H 1996, AJ, 111, 655
- Hibbard, J.E. y Yun, M.S. 1999, AJ, 118, 162
- Hibbard, J.E., van der Hulst, J.M., Barnes, J.E. y Rich, R.M. 2001a, AJ 122, 2969
- Hibbard, J.E., van Gorkom, J.H., Rupen, M.P. y Schiminovich, D. 2001b, An HI Rogues Gallery, ASP Conf. Ser. 240: Gas and Galaxy Evolution, 240, 657
- Hibbard, J.E. y Barnes, J.E. 2004, en IAU Symp 217. Recycling intergalactic and interstellar matter, P.A. Duc, J. Braine y E. Brinks (eds), 510
- Hickson, P., 1982, ApJ, 255, 382
- Hickson, P., Mendes de Oliveira, C., Huchra, J.P. y Palumbo, G.G. 1992, ApJ, 399, 353
- Hidalgo-Gámez, A.M. y Olofsson, K. 1998, A&A, 334, 45
- Hidalgo-Gámez, A.M., Sánchez-Salcedo, F.J. y Olofsson, K. 2003, A&A, 399, 63
- Higdon, J.L y Wallin, J.F., 2003, ApJ, 585, 281
- Hillier, D. J. y Miller, D. L. 1998, ApJ, 496, 407
- Hillier, D. J. y Miller, D. L. 1999, ApJ, 519, 354
- Hirashita, H. 2000, PASJ, 52, 107
- Holtzman, J. A. et al. 1992, AJ, 103, 691
- Holweger, H. 2001, en AIP Conf. Ser. 598, Solar and Galactic Composition, ed. R. F. Wimmer-Scweingruber (New York: Springer), 23
- Hopkins, A. M., Schulte-Ladbeck, R. E. y Drozdovsky, I. O. 2002, AJ, 124, 862
- Howarth, I.D. 1983, MNRAS, 203, 301
- Howarth, I.D. y Murray, J. 1990, SERC Starlink User Note No. 50
- Howarth, I. D. y Schmutz, W., 1992, A&A, 261, 503
- Howarth, I. D., Siebert, K. W., Hussain, G. A. J. y Prinja, R. K. 1997, MNRAS, 284, 265
- Huang, J.H., Gu, Q.S., Ji,L., Li, W.D., Wei, J.Y. y Zheng, W. 1999, ApJ 513, 215
- Hubble, E. 1926, ApJ, 64, 321
- Hubble, E. 1929, PNAS, 15, 168
- Hubble, E. 1936, The Realm of the Nebulae, Yale Univ. Press
- Huchtmeier, W.K. y Richter, O.G. 1986, A&AS, 63, 323
- Huchtmeier, W.K., Sage, L.J. y Henkel, C. 1995, A&A, 300, 675
- Huchtmeier, W. K., Krishna, G. y Petrosian, A. 2005, A&A, 434, 887
- Hummel, E. 1981, A&A, 96, 111
- Hummel, E., van der Hulst, J. M., Kennicutt, R. C. y Keel W. C. 1990, A&A, 236, 333
- Hunsberger, S.D., Charlton, J.C. y Zaritsky, D. 1996, ApJ, 462, 50
- Hunt, L.K., Mannucci, F., Testi, L., Migliorini, S., Stanga, R.M., Baffa, C., Lisi, F. y Vanzi, L. 1998, AJ, 115, 2594
- Hunt, L.K., Bianchi, S. y Maiolino, R. 2005, A&A, 434, 849
- Hunter, D.A. y Gallagher, J.S., 1985, AJ, 90, 1457
- Humphreys R. M. y McElroy D. B., 1984, ApJ, 284, 565
- г
- glesias-Páramo, J. y Vílchez, J.M. 1997, ApJ, 479, 190
- Iglesias-Páramo, J. y Vílchez, J.M. 1999, ApJ, 518, 94
- Iglesias-Páramo, J. y Vílchez, J.M. 2001, ApJ, 550, 211
- Iono, D., Yun, M. S. y Mihos, J. C. 2004, ApJ, 616, 199
- Israel, F. P. 1988, A&A, 194, 24
- Izotov, Y.I., Thuan, T.X., y Lipovetski, 1994, ApJ, 435, 647
- Izotov, Y. I., Foltz, C. B., Green, R. F., Guseva, N. G. y Thuan T. X., 1997, ApJ, 487, L37

Izotov, Y.I. y Thuan, T.X., 1998, ApJ, 500, 188

- Izotov, Y.I. y Thuan, T.X. 1999, ApJ, 511, 639
- Izotov, Y. I., Chaffee, F. H., Foltz, C. B., Green, R. F., Guseva, N. G. y Thuan T. X. 1999, ApJ, 527, 757 Izotov, Y.I. y Thuan, T.X. 2004, ApJ, 616, 768
- Izotov, Y.I., Papaderos, P., Guseva, N.G., Fricke, K.J. y Thuan, T.X. 2004, A&A 421, 539

Izotov, Y.I., Stasińska, G., Meynet, G., Guseva, N.G. y Thuan, T.X. 2006, å, 448, 955

amet, L., Pérez, E., Cerviño, M., Stasińska, G., González-Delgado, R.M., y Vílchez, J.M. 2005, A&A, 426, 399 Jarrett, T. H., Chester, T., Cutri, R., Schneider, S., Skrutskie, M. v Huchra, J. P. 2000, AJ, 119, 2498

- Jensen E. B., Strom K. M. y Strom S. E. 1976, ApJ, 209, 748
- Jog, C. J. y Solomon, P. M. 1992, ApJ, 387, 152
- Johnson, K. E., Vacca, W.D., Leitherer, C., Conti, P. S. y Lipscy, S. J., 1999, AJ, 117, 1708

Johnson, K. E. y Conti, P.S. 2000, ApJ, 119, 2146

Johnson, K.E. y Kobulnicky, H.A. 2003, ApJ, 597, 923

- Joseph, R. D. y Wright, G. S. 1985, MNRAS, 214, 87
- Juncosa, R., Gutiérrez, C.M. y Fernández-Soto, A. 2004, en Proceedings of the II International GTC Workshop: Science with GTC 1st-light Instruments and the LMT, Eds. A. M. Hidalgo-Gámez, J. J. González, J. M. Rodríguez Espinosa, and S. Torres-Peimbert, RevMexAA(SC), Vol. 24, pp. 249-250

Kaler, J.B. y Lutz, J.H. 1985, PASP, 97, 700

Kaufman, M., Brinks, E., Elmegreen, D.M., Thomasson, M., Elmegreen, B.G., Struck, C. y Klaric, M. 1997, AJ, 114, 2323

Kauffman, G. y White, S.D.M. 1993, MNRAS, 261, 921

Karachentsev, I.D., Grebel, E.K., Sharina, M.E., Dolphin, A.E., Geisler, D., Guhathakurta, P., Hodge, P.W., Karachentseva, V.E., Sarajedini, A. y Seitzer, P. 2003A&A, 404, 93

Kazarian, M.A. 1979, Afz, 15, 5

Kazarian, M.A. y Martirossian J.R. 2001, Ap, 44, 171

Keel, W.C. 1988, A&A, 202, 41

- Kennicutt, R.C.Jr. 1984, ApJ, 287, 116
- Kennicutt, R. C.Jr., Roettiger, K. A., Keel, W. C., van der Hulst, J. M. y Hummel, E., 1987, AJ, 93, 1011
- Kennicutt, R.C. Jr. 1998, ApJ, 498, 541

Kennicutt, R. C., Jr., Bresolin, F. y Garnett, D. R. 2003, ApJ, 591, 801

Kent, S.M., Dame, T.M. y Fazio, G. 1991, ApJ 378, 131

Kewley, L.J. 2001, Tesis Doctoral, The AGN-Starburst connection in warm infrared galaxies, Australian National University

Kewley, L.J., Heisler, C.A., Dopita, M.A., Sutherland, R., Norris, R.P., Reynolds, J. y Lumsden, S. 2000, ApJ, 530, 704

Kewley, L.J., Dopita, M.A., Sutherland, R.S., Heisler, C.A. y Trevena, J. 2001, ApJS, 556, 121

Kewley, L.J. y Dopita, M.A. 2002, ApJS, 142, 35

Kewley, L.J., Geller, M.J. y Jansen, R.A. 2004, AJ 127, 2002

Kewley, L.J., Jansen, R.A y Geller, M.J. 2005, PASP, 117, 227

Kingdon, J. y Ferland, G.J. 1995, ApJ, 442, 714

Kniazev, A.Y., Pustilnik, S.A., Grebel, E.K., Lee., H. y Pramsku, A.G. 2004, ApJS, 153, 429

Kinney, A.L., Bohlin, R.C., Calzetti, D., Panagia, N., Wyse y Rosemary F.G. 1993, ApJS, 86, 5

Kippenhahn y Weigert, 1994, Stellar Structure and Evolution, 1994, Springer-Verlag Berlin Heidelberg New York

Klein, U., Wielebinski, R. v Thuan, T. X. 1984, A&A, 141, 241

- Klein, U., Weiland, H. y Brinks, E. 1991, A&A, 246, 323
- Kobayashi, M. A. R. y Kamaya, H. 2004, A&A, 425, L41
- Kobulnicky, H.A, y Skillman, E.D. 1995, ApJ, 454, L121
- Kobulnicky, H.A, y Skillman, E.D. 1996, ApJ, 471, 211
- Kobulnicky, H.A., Skillman, E.D., Roy, J.-R., Walsh, J.R. y Rosa, M.R., 1997, ApJ, 277, 679
- Kobulnicky, H.A. v Johnson, K.E. 1999, ApJ, 627, 154
- Kobulnicky, H.A, Kennicutt, R.C.Jr. y Pizagno, J.L. 1999, ApJ 514, 544

Kobulnicky, H. A., Willmer, C.N.A., Phillips, A.C., Koo, D.C., Faber, S.M., Weiner, B.J., Sarajedini, V.L., Simard, L. y Vogt, N.P. 2003, ApJ, 599, 1006

- Kobulnicky H. A. v Kewley L. J. 2004, ApJ, 617, 240
- Kong, X., Cheng, F. Z., Weiss, A. y Charlot, S. 2002, A&A, 396, 503
- Koribalski, B. 1996, ASPC 106, 238 $\,$
- Koribalski, B., Gordon, S. y Jones, K. 2003, MNRAS, 339, 1203
- Koribalski, B. S., et al. 2004, AJ, 128, 16
- Koribalski, B. y Dickey, J.M. 2004, MNRAS, 348, 1255
- Koribalski, B. y Manthey, E. 2005, MNRAS, 358, 202
## **BIBLIOGRAFÍA**

- Koo, D.C., Guzmán, R., Faber, S.M., Illingworth, G. D., Bershady, M.A., Kron, R.G. y Takamiya, M. 1995, ApJ, 440L.49
- Krabbe, A., Genzel, R., Eckart, A., Najarro, F., Lutz, D., Cameron, M., Kroker, H., Tacconi-Garman, L.E., Thatte, N., Weitzel, L., Drapatz, S., Geballe, T., Sternberg, A. y Kudritzki, R. 1995, ApJ, 447L, 95 Krüger, H., Fritze-v. Alvensleben, U., Frike, K.J. v Loose, H.H. 1992, A&A, 259, L73
- Kudritzki, R.P. 1998, en Stellar astrophysics for the local group : VIII Canary Islands Winter School of Astrophysics, Edited by A. Aparicio, A. Herrero, and F. Sanchez. Cambridge, New York : Cambridge University Press, 1998., p.149
- Kudritzki, R.P. 2002, ApJ, 577, 389
- Kudritzki, R.-P. y Puls, J., 2000, ARA&A, 38, 613
- Kunth, D., Sargent, W. L. W. y Kowal, C. 1981, A&AS, 44, 229
- Kunth, D. y Sargent, W. L. W. 1983, ApJ, 273, 81
- Kunth, D. y Joubert, M. 1985, A&A 142, 411
- Kunth, D. Mas-Hesse, J.M., Terlevich, E., Terlevich, R., Lequeux, J. v Fall, M. 1998, A&A 334, 11
- Kunth, D. y Schild, H. 1986, A&A, 169, 71 Kunth, D. y Östlin, G., 2000, A&ARv, 10, 1
- Kurucz, R.L. 1992, en IAU Symp. 149, The Stellar Population of Galaxies, B. Barbuy and A. Renzini (eds.), Kluwer, p225

Lambas, D. G., Tissera, P. B., Alonso, M. S. y Coldwell, G., 2003, MNRAS, 346, 1189

- Lamers, H. J. G. L. M., Maeder, A., Schmut, W. y Cassinelli, J. P. 1991, ApJ, 368, 538 Lamers, H. J. G. L. M. y Cassinelli, J. P. 1999, Introduction to stellar winds, Cambridge, UK: Cambridge University Press
- Lamers, H. J. G. L. M., Nota, A., Panagia, N., Smith, L. J., Langer, N. 2001, ApJ, 551, 764
- Landolt A.U. 1992, AJ, 104, 340
- Langer, N. 1998, A&A, 329, 551
- Langer, N. y Norman, C. A., 2006, ApJ, 638, L63
- Larson, R. B. v Tinslev, B. M. 1978, ApJ, 219, 46
- Lauberts, A. 1982, ESO/Uppsala survey of the ESO(B) atlas, Garching: European Southern Observatory (ESO)
- Lee, J.C., Salzer J.J. y Melbourne, J. 2004, ApJ, 616, 752L
- Leger, A. y Puget, J. L. 1984, A&A, 137, L5
- Leitherer, C. 1994, RvMA. 7, 73
- Leitherer, C. 1996, From stars to galaxies: the impact of stellar physics on galaxy evolution, ed. C. Leitherer, U. Fritze-von Alvensleben y J. Huchra, ASP Conf. Series Vol. 98, 373
- Leitherer, C. 1998, en Stellar astrophysics for the local group : VIII Canary Islands Winter School of Astrophysics, Edited by A. Aparicio, A. Herrero, and F. Sanchez. Cambridge, New York : Cambridge University Press, 1998., p.527
- Leitherer, C. 2000, en Star formation from the small to the large scale, ESLAB symposium (33 : 1999 : Noordwijk, The Netherlands). Edited by F. Favata, A. Kaas, and A. Wilson., The Netherlands: European Space Agency (ESA), 2000. ESA SP 445., p.37
- Leitherer, C., Robert C. y Drissen, L. 1992, ApJ, 401, 596
- Leitherer, C. y Heckman, T.M. 1995, ApJS, 96, 9
- Leitherer, C., Schaerer, D., Goldader, J.D., González-Delgado, R.M., Robert, C., Kune, D.F., de Mello, D.F., Devost, D. y Heckman, T.M. 1999, ApJS, 123, 3 (STARBURST 99)
- Lejeune, T., Buser, R. y Cuisinier, F. 1997, A&AS, 125, 229
- Lejeune, T., Cuisinier, F. y Buser, R. 1998, A&AS, 130, 65
- Leroy, A., Bolatto, A.D., Simon, J.D. y Blitz, L. 2005, ApJ, 625, 763
- Lilly S. J., Carollo C. M. y Stockton A. N., 2003, ApJ, 597, 730
- Lípari, S., Terlevich, R., Díaz, R.J., Taniguchi, Y., Zheng, W., Tsvetanov, Z., Carranza, G. y Dottori, H. 2003, MNRAS 340, 289

Liu, X.-W. 2002, Rev. Mexicana. Astron. Astrofís. Ser. Conf., 12, 70

- Liu, X.-W. 2003, en IAU Symposium 209, Planetary Nebulae and Their Role in the Universe, ed. S. Kwok, M. Dopita, y R. Sutherland (San Francisco: ASP), 339
- Lonsdale, C. J., Persson, S. E. y Matthews, K., 1984, ApJ, 287, 95
- Loose, H.-H. y Thuan, T.X. 1986, ApJ, 309, 59
- López-Sánchez, Á.R. y Esteban, 2003, Rev. Mex. Astron. Astrofis. Conf. Ser., 18, 48
- López-Sánchez, A.R. y Esteban, 2003, en V Reunión Científica de la SEA en Toledo, Gallego, J., Zamorano, J., Cardiel, N. (Eds.), 487
- López-Sánchez, Á.R., Esteban, C. y Rodríguez, M. 2004a, ApJS, 153, 243
- López-Sánchez, Á.R., Esteban, C. y Rodríguez, M. 2004b, A&A, 428, 445
- López-Sánchez, Á.R., Esteban, C. y García-Rojas, J. 2006, A&A, 449, 997
- López-Sánchez, Á.R., Esteban, C., García-Rojas, J., Peimbert, M. y Rodríguez, M. 2007, ApJ, acepted (astro-ph/0609498)
- Lou, Y.-Q. y Bian, F.-Y. 2005, MNRAS, 358, 1231

 $\mathbf{526}$ 

Lowenthal, J. D., Simard, L. y Koo, D. C. 2000, ASPC, 215, 271

Lucy L. B. y Solomon P. M. 1970, ApJ, 159, 879

Luridiana, V., Peimbert, M., y Leitherer, C. 1999, ApJ, 527, 110

Lutz, D., Spoon, H.W.W., Rigopoulou, D., Moorwood, A.F.M. y Genzel, R. 1998, ApJ, 505L, 103

M

 $IVI_{aeder, A. 1981, A&A, 102, 401}$ 

Maeder, A. 1982, A&A, 105, 149

Maeder, A. 1983, A&A, 120, 113

Maeder, A. 1990, A&AS, 84, 139

Maeder, A. 1991, A&A, 242, 93

Maeder, A. 1992, A&A, 264, 105

Maeder, A. 1995, en Astrophysical Applications of the stellar Pulsation, R.S. Stobie and P.A. Whitelock (eds.), San Francisco:ASP, p1

Maeder, A. y Conti, P. S. 1994, ARA&A, 32, 227

Maeder, A. y Meynet, G. 1994, A&A, 287, 803

Maeder, A., y Meynet, G. 2000, ARA&A, 38, 143

Maeder, A., y Meynet, G. 2003, A&A, 411, 543

Mac Low, M.-M. y Ferrara, A. 1999, ApJ, 513, 142 MacAlpine, G.M. y Lewis, D.W. 1978, ApJS, 36, 587

Maíz-Apellániz, J. 1999, Tesis Doctoral, Espectroscopía bidimensional de regiones extragalácticas con formación estelar intensa, Universidad Complutense de Madrid.

Malkan, M. A., Gorjian, V. y Tam, R. 1998, ApJS, 117, 25

Margon, B., Anderson, S.F., Mateo, M., Fich, M. y Massey, P., 1988, ApJ, 334, 597

Markarian, B.E. 1967, Afz, 3, 55M

Markarian, B.E., Lipovetskii, V.A. y Stepanian, D.A. 1979, Afz, 15, 363

Markarian, B.E., Lipovetskii, V.A. y Stepanian, D.A. 1983, Afz, 19, 221

Markarian, B.E. y Stepanian, D.A. 1984, Afz, 20, 21

Markarian, B.E., Stepanian, J.A. y Erastova, L.K. 1985, Afz, 23, 439

Markarian, B.E., Lipovetsky, V.A., Stepanian, J.A., Erastova, L.K. y Shapovalova, A.I. 1989, SoSAO, 62, 5

Marlowe, A.T., Heckman, T.M, Wyse, R.F.G., y Schommer, R. 1995, ApJ, 438, 563

Martin, C.L. y Kennicutt, R.C., Jr, 1995, ApJ, 447, 171

Martín-Hernández, N.L., Schaerer, D., y Savage, M. 2005, A&A, 429, 449

Martins, L.P., González-Delgado, R.M., Leitherer, C., Cerviño, M. y Hauschildt, P. 2005, MNRAS, 358, 49

Marziani, P., Dultzin-Hacyan, D., D'Onofrio, M. y Sulentic, J. W. 2003, AJ, 125, 1897

Marzke, R.O., Huchra J.P. y Geller, M.J. 1996, AJ 112, 1803

Masegosa, M., Moles, M. y del Olmo, A. 1991, A&A, 244, 273

Mas-Hesse, J.M. y Kunth, D. 1991, A&AS, 88, 399

Mas-Hesse, J.M. y Kunth, D. 1999, A&A, 349, 765

Mas-Hesse, J.M., Kunth, D. y Cerviño, M. 2000, NewAR, 44, 228

Mas-Hesse, J.M, Kunth, D., Tenorio-Tagle, G., Leitherer, C., Terlevich, R.J. y Terlevich, E. 2003, ApJ, 598, 858 Massey, P. 1998, ApJ, 501, 153

Massey, P. 2003, ARA&A, 41, 15

Massey P., Strobel K., Barnes J.V. y Anderson E. 1988, ApJ 328, 315

Massey, P., Valdes, F. y Barnes, J. 1992, A User's Guide to Reducing Slit Spectra with IRAF

Massey, P. y Johnson, O. 1998, ApJ, 505, 793

Massey, P. y Olsen K. A. G. 2003, AJ, 126, 2867

Massey, P., Bresolin, F., Kudritzki, R.P., Puls, J. y Pauldrach, A.W.A. 2004, ApJ, 608, 1001

Massey, P. y Meyer, M. 2001, *Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics*, Edited by Paul Murdin, article 1882. Bristol: Institute of Physics Publishing

Mateo, M. 1998, en Stellar astrophysics for the local group : VIII Canary Islands Winter School of Astrophysics. Edited by A. Aparicio, A. Herrero, and F. Sanchez. Cambridge ; New York : Cambridge University Press, 1998., p.407

Mathis, J.S. 1990, ARA&A, 28, 37

Mathewson, D. S., Ford, V. L. y Buchhorn, M. 1992, ApJS, 81, 413

Mathis, J.S., y Rosa, M.R. 1991, A&A, 245, 625

Mathis J. S., Torres-Peimbert S., Peimbert M. 1998, ApJ, 495, 328

Matteucci, F. 2006, en Origin of Matter and Evolution of Galaxies - New Horizon of Nuclear Astrophysics and Cosmology, ed. S. Kubono, astro-ph/0603820

, Mazzarella, J.M. y Balzano, V.A. 1986, ApJS,  $62,\,751$ 

Mazzarrella, J.M. y Boronson, T.A. 1993, ApJS, 85, 27

McCall, M.L., Rybski, P.M. y Shields, G.A. 1985, ApJS 57, 1

McGaugh, S.S. 1994, ApJ, 426, 135

Meier, D.S., Turner, J.L., y Beck, S.C. 2002, AJ, 124, 877

Melbourne, J. y Salzer, J.J. 2002, AJ, 123, 2302

- Melbourne, J., Phillips, A., Salzer, J.J., Gronwall, C. y Sarajedini, V.L. 2004, AJ, 127, 686
- Melo, V.P. 2005, Tesis Doctoral, Young Super Star Clusters in the Starburst of M82, Universidad de La Laguna Melnick, J. 1987, Starbursts and galaxy evolution; Proceedings of the Twenty-second Moriond Astrophysics Meeting,
- Les Arcs, France, Gif-sur-Yvette, France, Editions Frontieres, p. 215-225.
- Mendes de Oliveira, C.L. y Hickson, P. 1994, ApJ, 427, 684
- Mendes de Oliveira, C., Plana, H., Amram, P., Balkowski, C. y Bolte, M. 2001, AJ, 121, 2524
- Mendes de Oliveira, C.L., Temporin, S., Cypriano, E.S., Plana, H., Amram, P., Sodré, L. Jr. y Balkowski, C. 2006, AJ, 132, 570
- Méndez, D.I. 1999, Tesis Doctoral, Gas ionizado y formación estelar en galaxias Wolf-Rayet, Universidad de La Laguna
- Méndez, D.I. y Esteban, C. 1997, ApJ, 488, 652
- Méndez, D.I. y Esteban, C. 1999, AJ 118, 2733
- Méndez, D.I., Cairós, L.M., Esteban, C. y Vílchez, J.M. 1999, AJ 117, 1688
- Méndez, D.I. y Esteban, C., 2000, A&A, 359, 493, ME00
- Mendoza, C., 1983, Flower, D.R., Reidel, D., eds. Proc. IAU Symp. 103, Planetary Nebulae, Kluwer, Dordrecht, 143
- Melbourne, J. y Salzer, J.J. 2002, AJ, 123,2302
- Meyer, M. J., et al. 2004, MNRAS, 350, 1195
- Meynet, G. 1995, A&A, 298, 767
- Meynet, G., Maeder, A., Schaeller, G., Schaerer, D. y Charbonnel, C. 1994, A&AS, 103, 97
- Meynet, G. y Maeder, A. 2002, A&A, 390, 561
- Meynet G., y Maeder A. 2003, A&A, 404, 975
- Meynet G., y Maeder A. 2004, A&A, 422, 225
- Meynet G., y Maeder A. 2006, A&A, 447, 623
- Mihos, J.C. y Hernquist, L., 1994, ApJL, 425, 13
- Mihos, J.C. y Hernquist, L., 1996, ApJ, 464, 641
- Miller, G. E. y Scalo, J. M. 1979, ApJS, 41, 513
- Miller, G.J. y Chu, Y.-H 1993, ApJS, 85, 137
- Moles, M., García-Pelayo, J.M., del Río, G. y Lahulla, F. 1997, A&A, 186, 77
- Moles M., del Olmo, A., Perea, J., Masegosa, J., Márquez, I. y Costa, V. 1994, A&A, 285, 404
- Moorwood, A.F.M. y Glass, I.F. 1982, A&A, 115, 84
- Moore, B. D., Hester, J. J., y Dufour, R. J. 2004 AJ, 127, 3484
- Morgan, W. W. 1958, PASP, 70, 364
- Moshir, M. et al. 1990, en The IRAS Faint Source Catalog, Version 2.0, Pasadena: IPAC
- Nagashima, M., Lacey, C. G., Okamoto, T., Baugh, C. M., Frenk, C. S. y Cole, S. 2005, MNRAS, 363, L31
- Nagata, T., Woodward, C.E., Shure, M., Pipher, J.L. y Okuda, H. 1990, ApJ, 351, 83
- Nagata, T., Woodward, C.E., Shure, M. y Kobayashi, N. 1995, AJ, 109, 1676
- Negueruela, I. y Clark, J. S., 2005, A&A, 436, 541
- Niklas, S., Klein, U. v Wielebinski, R. 1997, A&A, 322, 19
- Nikolic, B., Cullen, H. v Alexander, P. 2004, MNRAS, 355, 874
- Nilson, P. 1973, Uppsala general catalogue of galaxies, Uppsala Astronomiska Observatoriums Annaler
- Noeske, K.G., Iglesias-Páramo, J., Vílchez, J.M., Papaderos, P. y Fricke, K.J. 2001, A&A, 371, 806
- Noeske, K.G., Papaderos, P., Cairós, L.M. y Fricke, K.J. 2003, A&A, 410, 481
- Noeske, K.G., Papaderos, P., Cairós, L.M y Fricke, K.J. 2005, A&A, 429, 115
- Noguchi, M. y Ishibashi, S. 1986, MNRAS, 219, 305
- Noguchi, M. 1988, A&A, 203, 259
- O'Dell, C.R. 2001, PASP, 113, 290
- Oey M. S. % Shields J. C., 2000, ApJ, 539, 687
- O'Halloran, B., Metcalfe, L., McBreen, B., Laureijs, R., Leech, K., Delaney, M., Watson, D. y Hanlon, L. 2002, 575, 747
- Oliva, E., Origlia, L., Maiolino, R. y Moorwood, A.F.M. 1999, A&A, 350, 9
- Olofsson, K. 1995, A&ASS, 111, 57
- Okazaki, T. y Taniguchi, Y. 2000, AJ 543, 149
- Oke, J. B. y Gunn, J. E. 1983, ApJ, 266, 713
- Okuda, H., Shibai, H., Nakagawa, T., Matsuhara, H., Kobayashi, Y., Kaifu, N., Nagata, T., Gatley, I. y Geballe, T.R. 1990, ApJ, 351, 89
- Osterbrock, D.E. 1989, Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei, Research supported by the University of California, John Simon Guggenheim Memorial Foundation, University of Minnesota, et al. Mill Valley, CA y University Science Books

Osterbrock, D. E. y Cohen R. D. 1982, ApJ, 261, 64

Osterbrock, D.E. y de Robertis, M. M. 1985, BAAS, 17, 868

- Osterbrock D. E., Tran H. D. v Veilleux S. 1992, ApJ, 389, 305

Р agel, B. E. J., Edmunds, M. G., Blackwell, D. E., Chun, M. S., Smith, G. 1979, MNRAS, 189, 95

Pagel, B.E.J., Edmunds, M.G., y Smith, G. 1980, MNRAS, 193, 219

- Pakull, M. W. y Angebault, L. P. 1986, Natur, 322, 511
- Papaderos, P., Izotov, Y.I., Thuan, T.X., et al. 2002, A&A, 393, 461
- Paturel, G., Theureau, G., Bottinelli, L., Gouguenheim, L., Coudreau-Durand, N., Hallet, N. y Petit, C. 2003, A&A, 412, 57
- Pearson, T.J. v Kus, A.J. 1978, MNRAS, 182, 273
- Peimbert, A., Peimbert, M. y Luridiana, V. 2002, ApJ, 565, 688

Peimbert, A. 2003, ApJ, 584, 735

- Peimbert, A. Peimbert, M. y Ruiz, M.T. 2005, 634, 1056
- Peimbert, M. 1967, ApJ, 150, 825
- Peimbert, M. 1996 Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series, 4, 55
- Peimbert, M. y Costero, R. 1969, Bol. Obs. Tonantzintla y Tacubaya, 5, 3

- Peimbert, M., Peimbert, A., Esteban, C., García-Rojas, J., Bresolin, F., Carigi, L., Ruiz, M.T. y López-Sánchez, Á.R. 2006, First Light Science with the GTC, RevMexAA(SC), en prensa
- Peña, M., Ruiz, M.T. y Maza, J. 1991, A&A, 251, 417
- Peña, M. y Ayala, S. 1993, RevMexAA, 27, 171
- Peña, M., Stasińska, G., Esteban, C., Koesterke, L., Medina, S., y Kingsburgh, R. 1998, A&A, 337, 866
- Péquignot, D., Amara, M., Liu, X.-W., Barlow, M. J., Storey, P. J., Morisset, C., Torres-Peimbert, S., Peimbert, M. 2002, RevMexConfSer, 12, 142
- Madrid

- in May 1992. Edited by John Beckman, Luis Colina and Hagai Netzer. Published by Consejo Superior de Investigaciones Científicas, Madrid, 1993, p.117

- 1997, ApJ 489, 543
- Pilyugin, L.S. 2001a, A&A, 369, 594 Pilvugin, L.S. 2001b, A&A, 374, 412
- Pilyugin, L.S. Thuan, T.X. y Vílchez, J.M. 2003, A&A 397, 487
- Pilyugin, L.S. 2005, A&A, 436, 1

Price, P. A., et al. 2002, ApJ, 573, 85

- Peimbert, M. y Torres-Peimbert. S. 1977, MNRAS, 179, 217 Peimbert, M., Torres-Peimbert, S. y Ruiz, M.T. 1992, Rev. Mex. Astron. Astrofís., 24, 155

- Peimbert M., Storey P. J. y Torres-Peimbert S. 1993, AAS, 25, 1249 Peimbert, M., Peimbert, A., y Ruiz, M.T. 2000, ApJ, 541, 688
- Pellerin, A. 2006, AJ, 131, 849
- Penston, M.V., Fosbury, R.A.E., Ward, M.J. y Wilson, A.S. 1977, MNRAS, 180, 19

- Pérez-Montero, E. 2002, Tesis Doctoral Diagnóstico de galaxias HII en el rojo lejano, Universidad Autónoma de
- Pérez-Montero, E. y Díaz, A. I. 2003, MNRAS, 346, 105
- Perryman, M.A.C., Longair, M.S., Allington-Smith, J.R. y Fielden, J. 1982, MNRAS, 201, 957
- Petre, R. 1993, The nearest active galaxies. Coleccion Nuevas Tendencias, Proceedings of the meeting held in Madrid
- Petrosian, A. R., Saakian, K. A. y Khachikian, E. E. 1978, Afz, 14, 69
- Petrovic, J., Langer, N., Yoon, S.-C. y Heger A., 2005, A&A, 435, 247
- Pettini, M., Steidel, C. C., Adelberger, K. L., Dickinson, M. y Giavalisco M., 2000, ApJ, 528, 96
- Pettini, M., Shapley, A.E., Steidel, C.C., Cuby, J.-G., Dickinson, M.; Moorwood, A.F.M., Adelberger, K.L. y Giavalisco, M. 2001, ApJ, 554, 981
- Pettini, M. y Pagel, B.E.J. 2004, MNRAS, 348, 59
- Phillips, A.C., Guzmán, R., Gallego, J., Koo, D.C., Lowenthal, J.D., Vogt, N.P., Faber, S.M. y Illingworth, G.D.
- Pilyugin, L.S. 2000, A&A, 362, 325
- Pilyugin, L. S., Vílchez, J. M. y Contini, T. 2004, A&A, 425, 849

Portinari, L., Chiosi, C., y Bressan, A. 1998, A&A, 334, 505.

- Pindao, M. 1999, en IAU Symp. 193: Wolf-Rayet Phenomena in Massive Stars and Starburst Galaxies, 193, 614
- Pindao, M., Schaerer, D., González-Delgado, R.M. v Stasińska, G. 2002, A&A 394, 443

Popescu, C.C., Misiriotis, A., Kylafis, N.D., Tuffs, R.J. y Fischera, J. 2000, A&A, 362, 138

- Plana, H., Amram P. y Mendez de Oliveira, C. 2002, en Galaxies: the third dimension, ASP conference Series, Vol 282, p. 238, M. Rosado, L. Binette and L. Arias (eds.)

Prantzos, N., Doom, C., de Loore, C. y Arnould M. 1986, ApJ, 304, 695

- Pompei, E., de Carvalho, R. R. y Iovino A., 2006, A&A, 445, 857
- Popescu, C.C. y Hopp, U. 2000, A&AS, 142, 247

Prugniel, P. y Heraudeau, P. 1998, A&AS, 128, 299

## **BIBLIOGRAFÍA**

- Puls, J., Kudritzki, R.-P., Herrero, A., Pauldrach, A.W.A., Haser, S.M., Lennon, D.J., Gabler, R., Voels, S.A., Vílchez, J.M., Wachter, S. y Feldmeier, A. 1996, A&A, 305, 171
- Pustilnik, S.A., Kniazev, A.Y., Lipovetsky, V.A. y Ugryumov, A.V. 2001, A&A, 373, 24
- Pustilnik, S. A., Martin, J.-M., Huchtmeier, W. K., Brosch, N., Lipovetsky, V. A. y Richter, G. M. 2002, A&A, 389, 405

uinet, P. 1996, A&AS, 116, 573

Rampazzo R., Plana H., Amram P., Bagarotto S., Boulesteix J. y Rosado M. 2005, MNRAS, 356, 1177 Ranalli, P., Comastri, A. y Setti, G. 2003, A&A 399, 39

- Relaño, M., Peimbert, M., y Beckmann, J.E. 2002, ApJ, 564, 704
- Read, A. M., Ponman, T. J. y Strickland D. K. 1997, MNRAS, 286, 626
- Reddy, N.A. y Yun, M.S. 2004, ApJ, 600, 695
- Repolust, T., Puls, J., y Herrero, A. 2004, A&A415, 349
- Richer, M.G. y McCall, M.L. 1995, ApJ, 445, 642
- Richer, M.G., Bullejos, A., Borissova, J., McCall, M.L., Lee, H., Kurtev, R., Georgiev, L., Kingsburgh, R.L., Ross, R. y Rosado, M. 2001, A&A, 370, 34
- Richer, M.G., Georgiev, L., Rosado, M., Bullejos, A., Valdez-Gutiérrez, M. y Dultzin-Hacyan, D. 2003, A&A, 397, -99
- Richter, O.-G. 1987, A&AS, 67, 237
- Richter, O.-G. 1989, A&AS, 77, 237
- Rieke, G.H. y Low, F.J 1972, ApJ, 176, 95
- Rieke, G.H. y Lebofsky, M.J. 1985, ApJ, 288, 618
- Rieke, G.H., Lebofsky, M.J., y Walker, C.E., 1988, ApJ, 325, 679
- Robert, C., Pellerin, A., Aloisi, A., Leitherer, C., Hoopes, C. y Heckman, T.M. 2003, ApJS, 144, 21
- Roberts, M.S. y Haynes, M.P. 1994, ARA&A, 32, 115
- Rodríguez, M. 1996, A&A, 313, L5
- Rodríguez, M. 1999, A&A, 348, 222
- Rodríguez, M. 2002, A&A, 389, 567
- Rodríguez, M. 2003, ApJ, 590, 296
- Rodríguez, M. y Rubin, R.H. 2004, en Recycling Intergalactic and Interstellar Matter, IAU Symposium Series, Vol. 217 eds. P.-A. Duc, J. Braine, y E. Brinks, p.188 (astro-ph0312246)
- Rodríguez, M. y Rubin, R.H. 2005, ApJ, 626, 900
- Rolleston, W.R.J., Smartt, S. J., Dufton, P.L., y Ryans, R.S.I. 2000, A&A, 363, 585
- Rosa M., Joubert M., Benvenuti P., 1984, A&AS, 57, 361
- Roussel H., Sauvage, M., Vigroux, L. y Bosma, A. 2001, A&A 372, 427
- Rubin, V.C., Hunter, D.A., y Ford, W.K., Jr., 1990, ApJ, 365, 86
- Ruiz, M.T., Peimbert, A., Peimbert, M., y Esteban, C. 2003, ApJ, 595, 247
- $S_{alpeter, E. E. 1955, ApJ, 121, 161}$
- Salzer, J. J., MacAlpine, G. M. y Boroson, T. A. 1989a, ApJS, 70, 447
- Salzer, J. J., MacAlpine, G. M. y Boroson, T. A. 1989b, ApJS, 70, 479
- Salzer, J. J., Lee, J. C., Melbourne, J., Hinz, J. L., Alonso-Herrero, A. y Jangren, A. 2005, ApJ, 624, 661
- Sandage, A. 1961, The Hubble atlas of galaxies, Washington, D.C.: Carnegie Institution of Washington
- Sandage, A. 1975, en *Galaxies and the Universe*. Edited by Allan Sandage, Mary Sandage, and Jerome Kristian, with an index prepared by Gustav A. Tammann. Published by the University of Chicago Press (Stars and Stellar Systems. Volume 9), Chicago, IL USA., 1975, p.1
- Sanders, D. B. 1997, RMxAC, 6, 42
- Sanders, D.B. y Mirabel, I.F. 1996, ARA&A, 34, 749
- Sanders, D.B., Soifer, B.T., Elias, J.H., Madore, B.F., Matthews, K., Neugebauer, G. v Scoville, N.Z., 1988, ApJ 325, 74
- Santolaya-Rey, A. E., Puls, J., y Herrero, A. 1997, A&A, 323, 488
- Sargent, W.L.W. 1970, ApJ, 160, 405
- Sargent, W.L.W. v Searle, L. 1970, ApJ, 162, L155
- Saviane, I., Hibbard, J.E. y Rich, R.M.R. 2004, AJ 127, 660
- Sawey, P.M.J. y Berrington, K.A. 1993, At. Data Nucl. Data Tables, 55, 81
- Scalo, J. 1998, ASP Conf. Ser. 142: The Stellar Initial Mass Function (38th Herstmonceux Conference), 142, 201
- Schaerer, D. 1996, ApJ, 467, L1
- Schaerer, D. 1997 RMxAC, 6, 264
- Schaerer, D. 1998, HiA, 11, 134

Pustilnik, S., Kniazev, A., Pramskij, A., Izotov, Y., Foltz, C., Brosch, N., Martin, J.-M. y Ugryumov, A. 2004, A&A 419, 469

530

Schaerer, D., 2000, en Stars, Gas and Dust in Galaxies: Exploring the Links, ASPC, 221, 99

Schaerer, D., Charbonnel, C., Meynet, G., Maeder, A. y Schaller, G. 1993a, A&AS, 102, 339

Schaerer, D., Charbonnel, C., Meynet, G., Maeder, A. y Schaller, G. 1993b, A&AS, 98, 523

Schaerer, D., de Koter, A. Schmutz, W. y Maeder, A. 1996a, A&A, 310, 837

Schaerer, D., de Koter, A. Schmutz, W. y Maeder, A. 1996b, A&A, 312, 475 Schaerer, D. y de Koter, A. 1997, A&A, 322, 598

Schaerer, D. Contini, T., Kunth, D., y Meynet, G. 1997, ApJ, 481, L75

Schaerer, D. y Vacca, W.C. 1998, ApJ, 497, 618

Schaerer, D., Contini, T. y Pindao, M. 1999, A&AS 136, 35

Schaerer, D., Guseva, N.G., Izotov, Yu.I. y Thuan, T.X. 2000, A&A 362, 53

Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G. y Maeder, A. 1992, A&AS, 96, 269

Scheiner, J. y Frost, E.B. 1894, A treatise on astronomical spectroscopy

Schild, H. y Maeder, A. 1984, A&A, 136, 237

Schlegel, D.J., Finkbeiner, D.P. y Davis, M. 1998, ApJ, 500, 525

Schmutz, W. Leitherer, C., y Gruenwald, R. 1992, PASP, 104, 1164

Schombert, J.M., Wallin, J.F. y Struck-Marcell, C. 1990, AJ, 99, 497

Schweizer, F. 1982, ApJ, 252, 455

Schweizer, F. 1987, en Nearly Normal Galaxies. From the Planck Time to the Present, 18

Schweizer, F. 2005, ASSL Vol. 329: Starbursts: From 30 Doradus to Lyman Break Galaxies, 143

Scott,G., Koribalski, B. y Jones, K. 2003, MNRAS 342, 939

Scoville, N.Z., Evans, A.S., Dinshaw, N., Thompson, R., Rieke, M., Schneider, G., Low, F.J., Hines, D., Stobie, B., Becklin, E. y Epps, H. 1998, ApJ, 492L, 107

Searle, L. 1971, ApJ, 168, 437  $\,$ 

Seaton, M.J. 1979, MNRAS 187, 73

Sérsic, J. L. y Pastoriza, M. 1967, PASP, 79, 152

Shaver, P.A., McGee, R.X., Newton, L.M., Danks, A.C., y Pottasch, S.R. 1983, MNRAS, 204, 53

Shaw, R.A. y Dufour, R.J. 1995, PASP, 107, 896

Shi, F., Kong, X., Li, C. y Cheng, F. Z. 2005, A&A, 437, 849

Shield, G. A. 1986, PASP, 98, 956

Shlosman, I., Begelman, M. C. y Frank, J. 1990, Nature, 345, 679

Simón-Díaz, S. 2005, Tesis Doctoral, Interaction between massive stars and the interstellar medium in Galactic HII regions, Universidad de La Laguna

Skillman, E. D. 1989, ApJ, 347, 883

Skillman, E.D., Kennicutt, R.C. y Hodge, P.W. 1989, ApJ, 347, 875

Skillman E. D. 1999, ASPC, 170, 169

Skillman, E.D., Côté, S. y Miller, B.W. 2003, AJ 125, 593

Smartt, S. J., y Rolleston, W.R.J. 1997, ApJ, 481, 47

Smartt, S. J., Venn, K.A, Dufton, P.L., Lennon, D.J., Rolleston, W.R.J., y Keenan, F.P. 2001, A&A, 367, 86

Smith, L. F., 1973, en Wolf-Rayet and High-Temperature Stars, Proceedings from IAU Symposium no. 49, Edited by M. K. V. Bappu and Jorge Sahade, 49, 15

Smith, L. F. y Hummer D. G. 1988, MNRAS, 230, 511

Smith, L. F. y Maeder, A. 1989, A&A, 211, 71

Smith, L.F., Shara, M.M. y Moffat, A.F.J. 1996, MNRAS, 281, 163

Smith, L.J., Stroud, M. P., Esteban, C., y Vílchez, J. M. 1997, MNRAS, 265, 265

Smith, L.J., Norris, R. y Crowther P. 2002, MNRAS, 337, 1309

Smith, M.G., Aguirre, C. y Zemelman, M. 1976, ApJS, 32, 217

Smits, D.P. 1996, MNRAS, 278, 683

Smoker, J.V., Keenan, F.P., Thompson, H.M.A., Brüns, C., Muller, E., Lehner, N., Lee, J.-K. y Hunter, I. 2005, A&A, 443, 525S

Soifer, B. T., et al. 1984, ApJ, 278, L71

Soifer, B.T., Sanders, D.B., Madore, B.F., Neugebauer, G., Danielson, G.E., Elias, J.H., Lonsdale, C.J. y Rice, W.L. 1987, ApJ, 320, 238

Solomon, P. M. y Sage L. J., 1988, ApJ, 334, 613

Spitzer, L. 1978, Physical processes in the interstellar medium, AA (Princeton University, New Observatory, Princeton, N.J.), New York Wiley-Interscience

Springel, V., White, S. et al. 2005, Nature, 435, 629

Springel, V. y Hernquist, L. 2005, ApJ, 622, L9

Stasińska, G. 1978, A&A, 66, 257

Stasińska, G. 1990, A&AS, 83, 501

Stasińska, G. 1996, en From Stars to Galaxies: The Impact of Stellar Physics on Galaxy Evolution, C. Leitherer, U. Fritze-von-Alvensleben, and J. Huchra (eds.), ASP Conference Series, Vol. 98, p.232

Stasińska, G. y Leitherer, C. 1996, ApJS, 107, 661

- Stasińska, G. y Schaerer, D. 1999, A&A, 322, 615
- Stasińska, G. 1998, ASP Conf. Ser. 147: Abundance Profiles: Diagnostic Tools for Galaxy History, 147, 142
- Stasiùska, G. y Schaerer, D. 1999, A&A, 351, 72
- Stasińska, G., Schaerer, D. y Leitherer, C. 2001, A&A, 370, 1
- Stasińska, G. y Izotov, Y., 2003 A&A, 397, 71
- Stasińska, G. 2004, lectures on Cosmochemistry: The melting pot of the elements. XIII Canary Islands Winter School of Astrophysics, Puerto de la Cruz, Tenerife, Spain, November 19-30, 2001, edited by C. Esteban, R. J. García López, A. Herrero, F. Sánchez. Cambridge contemporary astrophysics. Cambridge, UK: Cambridge University Press, ISBN 0-521-82768-X, 2004, p. 115 - 170
- Stasińska, G. 2005, A&A, 434, 507
- Stasińska, G. 2006, A&A, 454, 127
- Steidel C. C., Shapley A. E., Pettini M., Adelberger K. L., Erb D. K., Reddy N. A. y Hunt M. P., 2004, ApJ, 604, 534
- Stepanian, J. 1994, IAU Symp. 161: Astronomy from Wide-Field Imaging, 161, 731
- Stevens, I.R. v Strickland, D. K. 1998b, MNRAS, 294, 523
- Stevens, I.R. y Strickland, D. K. 1998a, MNRAS, 301, 215
- Storchi-Bergmann, T., Calzetti, D. y Kinney, A.L. 1994, ApJ, 429, 572
- Storchi-Bergmann, T., Eracleous, M., Livio, M., Wilson, A. S., Filippenko, A. V. y Halpern, J. P., 1995, ApJ, 443, 617
- Storey, P.J. 1994, A&A, 282, 999
- Storey, P.J. y Hummer, D.G. 1995, MNRAS 272, 41
- Strauss, M.A., Huchra, J.P., Davis, M., Yahil, A., Fisher, K.B. y Tonry, J. 1992, ApJS, 83, 29
- Strömgren, B. 1939, ApJ 89, 529
- Sulentic, J. W., Rosado, M., Dultzin-Hacyan, D., Verdes-Montenegro, L., Trinchieri, G., Xu, C. y Pietsch, W. 2001, AJ, 122, 2993
- Summers, L.K., Stevens, I.R., Strickland, D.K., v Heckman, T.M. 2004, MNRAS, 351, 1
- Sutherland, R.S. y Dopita, M.A. 1993, ApJS, 88, 253
- Swaters, R. A. y Balcells, M. 2002, A&A, 390, 863
- Swaters, R. A., van Albada, T. S., van der Hulst, J. M. y Sancisi, R. 2002, A&A, 390, 829
- akase, B. y Miyauchi-Isobe, N. 1992, PNAOJ, 2, 399
- Taylor, C. L., Brinks, E. y Skillman, E. D., 1993, AJ, 105, 128
- Taylor, C., Brinks, E., Grashuis, R. M. y Skillman, E. D., 1995, ApJS, 99, 427
- Taylor, C., Thomas, D., Brinks, E., y Skillman, E. D., 1996, ApJS, 107, 143
- Taylor, V.A., Jansen, R.A., Windhorst, R.A., Odewahn, S.C. y Hibbard, J.E. 2005, ApJ, 630, 784
- Telles, E. y Terlevich, R.J. 1995, MNRAS 275, 1
- Telles, M., Melnick, J. y Terlevich, R. 1997, MNRAS, 288, 78
- Temporin, S., Weinberg, R., Galaz, G. v Kerber, F. 2003, ApJ, 587, 660
- Temporin, S., Staveley-Smith, L. y Florian, K. 2005, MNRAS, 356, 343
- Tenorio-Tagle, G. 1996, AJ, 111, 1641
- Teplitz, H.I., Malkan, M.A., Steidel, C.C., McLean, I.S., Becklin, E.E., Figer, D.F., Gilbert, A.M., Graham, J.R., Larkin, J.E., Levenson, N.A. y Wilcox, M.K. 2000, ApJ, 542, 18
- Tereshchenko, V. M. 2002, AR, 46, 224
- Terlevich, E., Díaz, A. I. y Terlevich, R. 1990, RMxAA, 21, 218
- Terlevich, E., Díaz, A. I., Pastoriza, M., Terlevich, R. y Dottori H. 1990, RMxAA, 21, 192
- Terlevich, R., Melnick, J., Masegosa, J., Moles, M. y Copetti, M.V.F. 1991, A&AS, 91, 285
- Terlevich, E., Díaz, A.I., Terlevich, R., Gónzalez-Delgado, R.M., Pérez, E. y García-Vargas, M.L. 1996, MNRAS, 279, 1219
- Terlevich, R. 1997, RMxAA, Ser. Conf. Vol. 6, 1st Guillermo Haro Conference on Astrophysics: Starburst Activity in Galaxies, Puebla, Mexico, April 29-May 3, 1996, p.1
- Thim, F., Tammann, G.A., Saha, A., Dolphin, A., Sandage, A., Tolstoy, E. y Labhardt, L. 2003, ApJ, 590, 256
- Thompson, R.I. 2002, proceeding en Starburst galaxies: near and far, L. Tacconi and D. Lutz (eds.), Springer, Heidelberg, p267
- Thuan, T.X. 1991, en Massive stars in starbursts, C. Leitherer, N.R. Walborn, T.M. Heckman y C.A. Norman (eds), Cambridge University Press, Cambridge, p.183
- Thuan, T. X. y Martin G. E. 1981, ApJ, 247, 823
- Thuan, T.X., Izotov, Y.I., y Lipovetsky, V.A. 1995, ApJ, 445, 108
- Thuan, T.X., Lipovetski, V.A., Martin, J.-M. y Pustilnik, S.A. 1999 A&ASS, 139, 1
- Thuan, T.X., Izotov Y.I. y Foltz, C.B. 1999, ApJ, 525, 105
- Thuan, T.X. y Izotov, Y.I. 2005, ApJS, 161, 240
- Toomre, A. 1970 en IAU Symp. 38, The Spiral Structure of Our Galaxy, Becker W. and Contopoulos, G. (eds), Dordrecht, Reidel, 109

- Toomre, A., 1977, en Evolution of Galaxies and Stellar Populations, Proceedings of a Conference at Yale University, May 19-21, 1977. Edited by Beatrice M. Tinsley and Richard B. Larson. New Haven: Yale University Observatory, 401
- Toomre, A. y Toomre, J. 1972, ApJ 178, 623
- Torres, A. V., Conti, P. S. y Massey, P. 1986, ApJ, 300, 379
- Torres, A. V. y Massey, P. 1987, ApJS, 65, 459
- Torres-Peimbert, S., Peimbert, M. y Daltabuit, E. 1980, ApJ, 238, 133
- Torres-Peimbert, S., Peimbert, M. y Fierro, J. 1989, ApJ, 345, 186
- Tran, H.D. et al. 2003, ApJ 585, 750
- Tremonti, C.A., Calzetti, D., Leitherer, C. y Heckman, T.M. 2001, ApJ, 555, 322
- Tsamis, Y.G., Barlow, M.J., Liu, X.-W., Danziger, I.J., y Storey, O.J., 2003, MNRAS, 338, 687
- Tsamis, Y.G., Barlow, M.J., Liu, X.-W., Storey, P.J. y Danziger, I.J. 2004, MNRAS, 353, 953
- Tsamis Y. G., Péquignot D. 2005, MNRAS, 364, 687
- Turner, J.L., Beck, S.C., y Hurt, R.L. 1997, ApJ, 474, L11
- Turner, J.L., Ho, P.T.P., y Beck, S.C. 1998, AJ, 116, 1212
- Turner, J.L., Beck, S.C., y Ho, P.T.P. 2000, ApJ, 532, L109
- V acca, W.D. y Conti, P.S., 1992, ApJ, 401, 543
- Vacca, W.D. 1994, ApJ, 421, 140
- Vacca W.D., Garmany C.D., y Shull J.M. 1996, ApJ, 460, 914
- Vaceli, M.S., Viegas, S.M., Gruenwald, R. y De Souza, R.E. 1997, AJ, 114, 1345
- Van Bever J. v Vanbeveren D. 2000, A&A, 358, 462
- Vanbeveren, D. y Conti, P. S. 1980, A&A, 88, 230
- Vanbeveren, D., van Bever, J. y de Donder, E. 1997, A&A, 317, 487
- van den Bergh, S. 1980, PASP, 92, 122
- van der Hucht, K. A. 1992, A&A Rev., 4, 123
- van der Hucht, K. A. 2001, 7th Catalog of Galactic Wolf-Rayet stars, NAR, 45, 135
- van der Hucht, K. A. 2006, A&A, 458, 453
- van der Hucht, K. A., Conti, P. S., Lundstrom, I. y Stenholm, B. 1981, SSR, 28, 227
- van der Hulst, J.M. 1979, A&A, 75, 97
- van Genderen, A. M. y The, P. S. 1984, SSRv, 39, 317
- van Moorsel, G.A., 1988, A&A, 202, 59
- van Zee, L., Salzer, J.J. y Haynes, M.P. 1998, ApJ, 497
- van Zee, L., Salzer, J.J. y Skillman, E.D. 2001, AJ, 122, 121
- Vanzi, L., Hunt, L.K., Thuan, T.X. y Izotov, Y.I. 2000, A&A, 363, 493
- Vanzi, L., Hunt, L.K. v Thuan, T.X. 2002, A&A, 390, 481
- Vanzi, L. y Sauvage, M. 2004, A&A, 415, 509
- Vazdekis, A., Cenarro, A.J., Gorgas, J., Cardiel, N. y Peletier, R.F. 2003, MNRAS, 340, 1317
- Vázquez, G.A. y Leitherer, C. 2005, ApJ, 621, 695
- Veilleux, S. v Osterbrock, D.E. 1987, ApJS, 63 295
- Veilleux, S., Kim, D.-C. y Sanders, D.B. 1999, ApJ, 522, 113
- Veilleux, S., Kim, D.-C., Sanders, D.B., Mazzarella, J.M. y Soifer, B.T. 1995, ApJS, 98, 171
- Verdes-Montenegro, L., del Olmo, A., Perea, J., Athanassoula, E., Márquez, I. y Augarde, R. 1997, A&A, 321, 409
- Verdes-Montenegro, L., Yun, M.S., Perea, J., del Olmo, A. y Ho, P.T.P. 1998, ApJ, 497, 89
- Verdes-Montenegro, L., Yun, M.S., Williams, B.A., Huchtmeier, W.K., del Olmo, A. y Perea, J. 2001, A&A, 377, 812
- Verdes-Montenegro, L., del Olmo, A., Iglesias-Páramo, J. I., Perea, J., Vílchez, J.M., Yun, M.S. y Huchtmeier, W.K. 2002, A&A, 396, 815
- Verdes-Montenegro, L., del Olmo, A., Yun, M.S. y Perea, J. 2005, A&A, 430, 443
- Verner, E.M., Verner, D.A., Baldwin, J.A., Ferland, G.J., y Martin, P.G. 2000, ApJ, 543, 831
- Véron, P., Gonçalves, A.C. y Véron-Cetty, M.-P. 1997, A&A, 319, 52
- Vílchez, J.M., y Esteban, C. 1996, MNRAS, 280, 720
- Vílchez, J.M v Iglesias-Páramo, J. 1998, ApJ, 508, 248
- Villar-Martín, M., Cerviño, M. y González-Delgado, R.M. 2004, MNRAS 355, 1132
- Vink, J. S., de Koter, A. y Lamers, H. J. G. L. M. 2001, A&A, 369, 574
- Vink, J.S., 2005, en Stellar evolution at low metallicity: mass loss, explosions, cosmology, ASP Conference Series, Lamers, Langer, Nugis and Annuk (edit.), astro-ph/0511048
- Vink, J. S. y de Koter, A. 2005, A&A, 442, 587
- Vorontsov-Velyaminov, B.A. 1959, Atlas and Catalog of Interacting Galaxies, Sternberg Institute, Moscow: Moscow State University

## BIBLIOGRAFíA

Vorontsov-Velyaminov, B.A. y Arkhipova, V.P. 1964, Morphological Catalogue of galaxies, Volume II, Moscow: Moscow State University Vorontsov-Velvaminov, B.A. 1977, A&AS, 28, 1 V alborn, N.R. 1991, Massive Stars in Starbursts. Proceedings of the meeting held in Baltimore, May 15-17, 1990. Edited by Claus Leitherer and Nolan Walborn and Timothy Heckman and Colin Norman. Published by the Cambridge University Press, Cambridge, UK, p.145 Walborn, N.R., Maíz-Apellániz, J. y Barbá, R.H. 2002, AJ, 124, 1601 Walker, I.R., Mihos, J.C. y Hernquist, L. 1996, ApJ 460, 121 Walsh, J.R., y Roy, J.-R., 1987, ApJ, 319, L57 Walsh, J.R., y Roy, J.-R., 1989, MNRAS, 239, 297 Wamsteker, W., Prieto, A., Vitores, A., Schuster, H.E., Danksa, C., González, R. y Rodríguez, G. 1985, A&AS, 62, 255 Wang, G., Leggett, S.K., Clowes, R.G., MacGillivray, H.T. y Savage, A. 1991, MNRAS, 248, 112 Weedman, D.W., Feldman, F.R., Balzano, V.A., Ramsey, L.W., Sramek, R.A. y Wuu, C.-C. 1981, ApJ, 248, 105 Weilbacher, P.M. y Duc, P.A. 2001, en Dwarf Galaxies and their Environments, K. de Boer, R.J. Dettmar y U. Klein (eds.), 269 Weilbacher, P.M., Duc, P.A. y Fritze-von Alvensleben, U. 2003, A&A, 397, 545 Welch, G.A. 1970, ApJ, 161, 821 Werk, J.K., Jangren, A. y Salzer, J.J. 2004, ApJ 617, 1004 Westera, P., Cuisinier, F., Telles, E. y Kehrig, C. 2004, A&A, 423, 133 Whitford, A.E. 1958, AJ, 63, 201 Whitmore, B.C., Gilmore, D.M. y Jones, C. 1993a, ApJ, 407, 489 Whitmore, B. C., Schweizer, F., Leitherer, C., Borne, K. y Robert, C. 1993b, AJ, 106, 1354 Wilcots, E. M., Lehman, C., v Miller, B. 1996, AJ, 111, 1575 Williams, B. A., Yun, M. S. v Verdes-Montenegro, L., 2002, AJ, 123, 2417 Williams, B.A., McMahon, P.M. y van Gorkom, J.H. 1991, AJ, 101, 1957 Willis, A. J. 1991, IAU Symp. 143: Wolf-Rayet Stars and Interrelations with Other Massive Stars in Galaxies, 143, 265Winkler, H. 1988, MNRAS, 234, 703 Woodward P. R. 1978, ARA&A, 16, 555 Woosley S. E. 1993, ApJ, 405, 273 Woosley S. E., Heger A. y Weaver T. A. 2002, RvMP, 74, 1015 Woosley, S. E. y Bloom, J. S. 2006, ARA&A, 44, 507 Woosley, S. E. y Heger, A., 2006, ApJ, 637, 914 Worthey, G. 1994, ApJS, 95, 107 Worthey, G., Faber, S.M., González, J.J. y Burstein, D. 1994, ApJS, 94, 687  $\Upsilon$  in, Q.F., Huang, J.H. y Zheng, W. 2003, ApJ, 597, 274 Young, J. S., Schloerb, F. P. y Kenney J. D., Lord S. D. 1986, ApJ, 304, 443 Yun, M.S., Ho, P.T.P. y Lo, K.Y. 1994, Nature, 372, 530 Yun, M.S., Verdes-Montenegro, L., del Olmo, A. y Perea, J. 1997, ApJ, 475, L21 Yun, M.S., Reddy, N.A. y Condon, J.J. 2001, ApJ 554, 803 Zamorano, J., Rego, M., Gallego, J. G., Vitores, A. G., Gonzalez-Riestra, R. y Rodriguez-Caderot, G. 1994, ApJS, 95, 387 Zamorano, J., Gallego, J., Rego, M., Vitores, A. G. y Alonso, O. 1996, ApJS, 105, 343 Zaritsky, D., Kennicutt, R. C. Jr. y Huchra, J.P. 1994, ApJ 420, 87 Zasov, A. V., Kniazev, A. Y., Pustilnik, S. A., Pramsky, A. G., Burenkov, A. N., Ugryumov, A. V. y Martin, J.-M. 2000, A&AS, 144, 429 Zhang, H. L. 1996, A&AS, 119, 523 Zurita, A., Rozas, M., y Beckmann, J. 2000, A&A, 363, 9 Zombeck, M.V. 1990, Handbook of space astronomy and astrophysics, Cambridge: University Press, 1990, 2nd ed. Zwicky, F. 1965, ApJ, 142, 1293 Zwicky, F. 1971, Catalogue of Selected Compact Galaxies and Post-Eruptive Galaxies, Guemligen Zwicky, F., Herzog, E. y Wild, P. 1963, Catalogue of galaxies and of clusters of galaxies, Publication: Pasadena: California Institute of Technology (CIT) Zwicky, F. y Herzog, E. 1966, Catalogue of galaxies and of clusters of galaxies, Volume III, Publication: Pasadena: California Institute of Technology (CIT) Zwicky, F.y Kowal, C.T. 1968, Catalogue of Galaxies and of Clusters of Galaxies, Volume VI, Publication: Pasadena: California Institute of Technology