



Boletín

Sociedad
Española de
Astronomía

ISSN 1575-3476
Depósito legal M-18326-1999
Volumen 1, Número 2, julio 1999

Contenidos

Editorial	i
Propuesta para la creación de una comisión de terminología astronómica	i
<i>David Galadí-Enríquez</i>	
El Atacama Large Millimetre Array (ALMA)	ii
<i>José María Torrelles</i>	
<i>Antonio Alberdi</i>	
<i>Josep Maria Paredes</i>	
La frontera a alto corrimiento al rojo: historia de la formación de las galaxias	1
<i>Jordi Miralda Escudé</i>	
Moléculas en el medio interestelar y circunestelar: procesos químicos	11
<i>José Cernicharo</i>	
Tesis doctorales	v
Estructura vertical nubosa en formaciones meteorológicas de Júpiter y Saturno	v
<i>Juan Ramón Acarreta Rodríguez</i>	
Moving Groups Among Early Type Stars: Detection and Evolution	vi
<i>Ricard Asiain García</i>	
Análisis espectrofotométrico de galaxias tipo-temprano en cúmulos	vi
<i>Ignacio Ferreras Páez</i>	
Search for Correlations and Counterparts of Cosmic Gamma-Ray Bursts	vii
<i>Javier Gorosabel Urkia</i>	
Espectroscopía bidimensional de regiones extragalácticas con formación estelar intensa	viii
<i>Jesús Maíz Apellániz</i>	
The Radio Emitting X-ray Binary Systems LS I+61°303 and Cygnus X-3	ix
<i>Marta Peracaula Bosch</i>	
Test of Stellar Evolutionary Models Using Detached Eclipsing Binaries	x
<i>Ignasi Ribas Canudas</i>	
Estructura y dinámica de la región de transición en atmósferas estelares	xi
<i>Luis Manuel Sarro Baro</i>	
Evolución de la materia en el espacio: modelos de laboratorio para aplicaciones astrofísicas	xii
<i>Miguel Ángel Satorre Aznar</i>	
Comparative Kinematics of Gas and Stars in Disc Galaxies	xii
<i>Juan Carlos Vega Beltrán</i>	
Reseñas de libros	xiv
A ras de cielo	xiv
<i>Rosendo Vázquez Gómez</i>	
La evolución de nuestro Universo	xiv
<i>Erik Stengler Larrea</i>	

Comité Editorial

Agustín Sánchez-Lavega (Coordinador)

wupsalaa@bicc00.bi.ehu.es

Antonio Alberdi Odriozola

antxon@iaa.es

Fernando Moreno Insertis

fmi@ll.iac.es

Rafael Rebolo López

rrl@ll.iac.es

Jordi Torra Roca

jordi@am.ub.es

Jaime Zamorano Calvo

jaz@astrax.fis.ucm.es

Editores

Benjamín Montesinos

bmm@laeff.esa.es

Javier Gorgas

fjg@astrax.fis.ucm.es

Xavier Luri

xluri@am.ub.es

Ignasi Ribas

iribas@am.ub.es

Sociedad Española de Astronomía

<http://sea.am.ub.es>

Comisión de Información

cinfo@sea.am.ub.es

Editorial

Es difícil decir cosas nuevas en el editorial de cada número, de modo que seremos breves. Este boletín es el segundo de la nueva andadura que nos propusimos hace unos meses. El trabajo de recopilación de los artículos, tesis y reseñas ha crecido casi de manera exponencial y no guarda una relación lineal con el aumento en el número de páginas... y la tarea de edición, homogeneización de estilo, composición e impresión lleva su tiempo hasta que todo encaja donde y como debe. De ello se deriva que lleguemos con un cierto retraso a vuestras manos, que esperamos sepais disculpar.

Durante los pasados seis meses han ocurrido cosas interesantes para la astronomía española: la confirmación de la participación en ALMA (*Atacama Large Millimetre Array*) y los contratos otorgados a algunas compañías para el desarrollo de ciertas partes clave del Telescopio de 10 m en La Palma son pasos adelante que nos acercan un poco más al nivel puntero de los mejores países en investigación astronómica.

Como veis, batimos un record de resúmenes de tesis doctorales en este número. Esto es una buena noticia, porque demuestra que se están realizando trabajos de calidad por jóvenes investigadores, algunos de los cuales, en breve, comenzarán a trabajar en centros extranjeros, mientras que otros han desarrollado parte de su trabajo fuera de España... ojalá en todos los casos tengan suerte en el futuro para continuar trabajando en el campo por el que han luchado. El hecho de que la astrofísica sea área prioritaria de cara a los nuevos planes de I+D esperamos suponga una ayuda para todos los jóvenes astrónomos, muchos de los cuales llevan ya una buena temporada en el extranjero, y que no encuentran oportunidades de devolver a España toda la experiencia que están acumulando.

Queremos dar las gracias a Xavier Barcons, que desde el primer y modesto número del boletín que sacamos a la luz en mayo de 1994, ha hecho un trabajo impecable y entusiasta como editor. Xavier ha dado el relevo a Javier Gorgas, a quien damos la bienvenida al equipo.

Los editores

Propuesta para la creación de una comisión de terminología astronómica

Varias personas han mostrado su interés en diferentes ocasiones por la posibilidad de formar en el seno de la SEA una comisión o grupo de trabajo que se dedique a cuestiones de terminología especializada. En la última asamblea general (La Laguna), José M. Rodríguez Espinosa y quien esto firma (David Galadí-Enríquez) sugerimos que se iniciaran acciones en este sentido y, como resultado, se acordó que daríamos los primeros pasos.

En consecuencia, a través de la lista de distribución de correo electrónico de la SEA se hizo un llamamiento general para que todas las personas interesadas pudieran participar de algún modo en la posible creación de un grupo de trabajo de esas características.

Las posibles acciones que podría emprender un grupo de trabajo de terminología son muy variadas y dependerán en buena medida del apoyo que obtenga y de la iniciativa de sus futuros miembros. Sólo como ideas, podrían mencionarse: actividades internas en el seno de la SEA, contacto con la comisión correspondiente de otras asociaciones científicas, contacto con la Real Academia Española, contacto con astrónomos y organizaciones astronómicas de otros países de habla castellana, actividades relacionadas con la astronomía en otras lenguas de España, etcétera.

La respuesta a la idea ha superado las expectativas más optimistas: casi una cincuentena de miembros de la SEA respondieron mostrando su interés, y una treintena manifestaron su disposición a participar en mayor o menor medida en los trabajos que puedan llevarse a cabo.

En consecuencia, se ha cursado formalmente a la Junta Directiva de la Sociedad la constitución oficial de la comisión, la cual es de esperar que sea aprobada en la próxima asamblea de Valencia, en septiembre. Al mismo tiempo, las personas que manifestaron su voluntad de trabajar activamente se mantienen en contacto y han iniciado como primera labor un peinado sistemático del Diccionario de la Lengua Española con la finalidad de elaborar un censo preliminar de términos astronómicos. También está en estudio la creación de una página *web* dedicada a terminología astronómica especializada en castellano. Están en estudio otras posibles iniciativas. Se informará de ellas a medida que vayan haciéndose efectivas.

David Galadí-Enríquez

dgaladi@am.ub.es

El *Atacama Large Millimetre Array* (ALMA)

Una de las ventanas del espectro electromagnético menos explorada en astronomía pero que más información puede dar sobre el origen del sistema solar, nacimiento y muerte de las estrellas, galaxias y cosmología, es la de la región de las ondas milimétricas y submilimétricas, ya que las moléculas y el polvo (constituyentes muy importantes de materia del Universo) emiten una cantidad de radiación muy significativa a estas longitudes de onda.

Diversas instituciones astronómicas de referencia en la astrofísica internacional han proyectado la construcción de una nueva generación de telescopios en el rango milimétrico y submilimétrico para principios del siglo XXI. Por un lado, el *National Radio Astronomy Observatory* (NRAO) de los Estados Unidos de Norteamérica (EE.UU.) presentó un proyecto denominado *Millimetre Array* (MMA). De NRAO dependen dos sistemas observacionales interferométricos, el *Very Large Array* (VLA) y el *Very Long Baseline Array* (VLBA), que trabajan esencialmente a longitudes de onda centimétricas y están controlados remotamente desde Socorro (New Mexico), y que han proporcionado y siguen proporcionando resultados de una gran importancia astrofísica. Por otro lado, diversas instituciones europeas –*European Southern Observatory* (ESO), *Centre National de la Recherche Scientifique* (CNRS, Francia), *Max-Planck Gesellschaft* (MPG, Alemania), *Netherlands Foundation for Research in Astronomy* (NFRA, Países Bajos), *Nederlandse Onderzoekschool Voor Astronomie* (NOVA, Países Bajos), *Particle Physics and Astronomy Research Council* (PPARC, Reino Unido)– propusieron la construcción de un interferómetro milimétrico al que denominaron *Large Southern Array* (LSA).

Con fecha 10 de junio de 1999, el *European Southern Observatory* (ESO) y la *National Science Foundation* (NSF, Estados Unidos) emitieron una nota de prensa conjunta en la que hicieron pública su decisión de colaborar en la primera fase de desarrollo de un instrumento al que denominaron ALMA (*Atacama Large Millimetre Array*, figura 1). El telescopio ALMA, resultado de la fusión de los proyectos MMA y LSA, estará constituido por una red de 64 antenas de 12 metros de diámetro cada una, conectadas entre sí, con líneas de base de hasta 10 km y trabajando a longitudes de onda milimétricas/submilimétricas. El ALMA será instalado en el desierto de Atacama (Chile), a 5000 metros de altitud, lo que permite garantizar una gran estabilidad atmosférica a esas longitudes de onda y líneas de base. Las observaciones se harán esencialmente vía remota. Debido a la ventana espectral seleccionada (de 35 a 850 GHz), las excelentes propiedades atmosféricas de su futura ubicación, excelente sensibilidad del instrumento, gran resolución angular (hasta 250 milisegundos de arco a 35 GHz y 10 milisegundos de arco a 850 GHz), sensibilidad a emisión polarizada, y rapidez de adquisición de datos, el ALMA puede considerarse sin lugar a

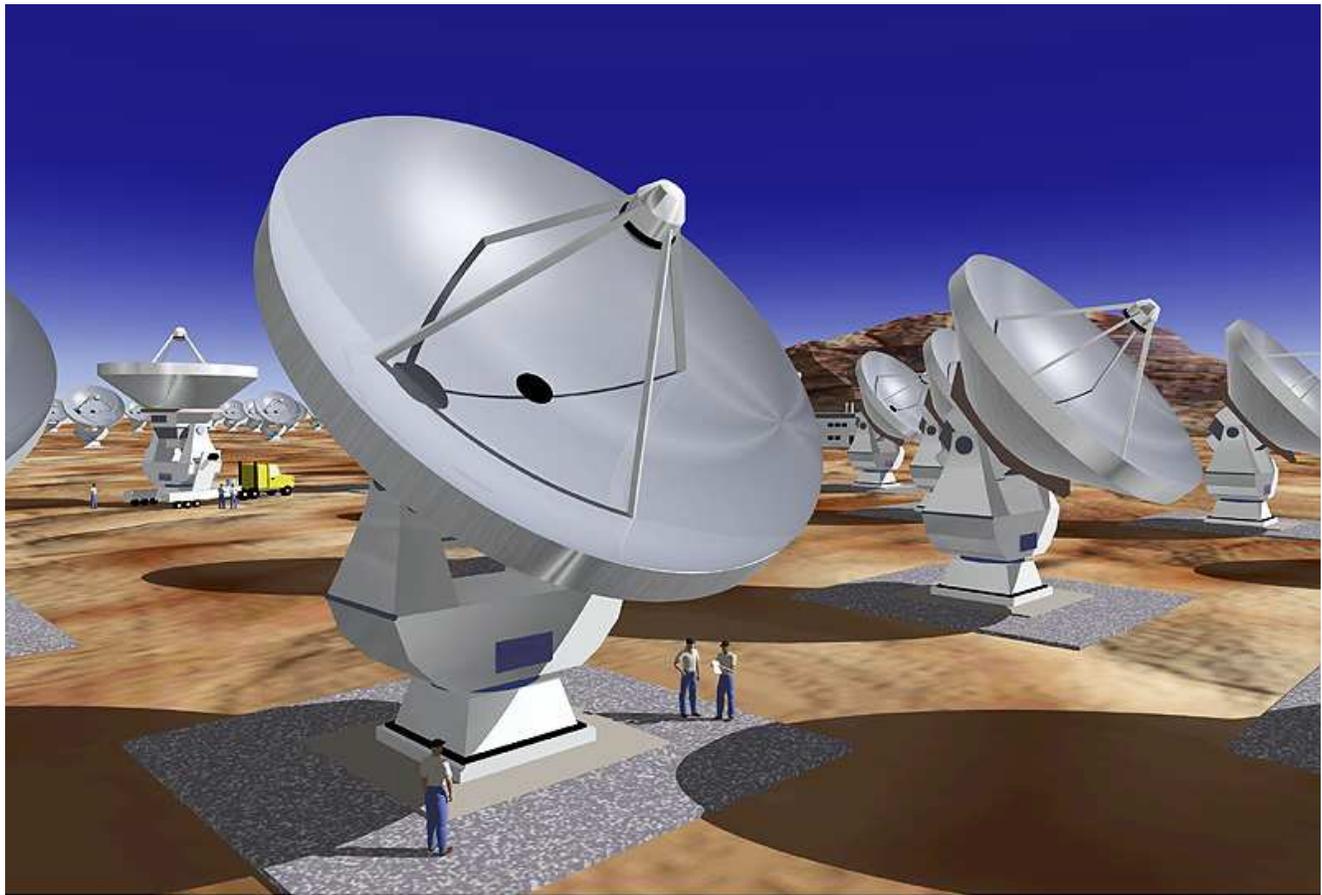
dudas como un sistema observacional vanguardista en su género.

Participación española en ALMA

Los astrónomos españoles manifestaron desde un principio su interés por la participación española en un interferómetro milimétrico-submilimétrico. Así, en la II Reunión Científica de la Sociedad Española de Astronomía (SEA) celebrada en septiembre de 1996 en San Sebastián, los Drs. Paul Vanden Bout (Director de NRAO) y Juan Usón (Investigador de NRAO) presentaron el proyecto MMA; por otro lado, en la III Reunión Científica de la SEA celebrada en septiembre de 1998 en La Laguna, el Dr. Michael Grewing (Director de IRAM) presentó el proyecto LSA. En ambas charlas quedó patente el interés de los astrónomos españoles por la participación de España en la construcción de un gran interferómetro de las características mencionadas arriba. Dicho interés fue canalizado desde su inicio, en 1996, a través de la creación de una comisión formada por astrónomos de diversas instituciones (financiada por la Dirección General de Investigación y Desarrollo) cuya misión era el estudio de la viabilidad de la participación de la astronomía española en el MMA. Esta comisión concluyó que sí era viable y recomendable dicha participación, y solicitó a la Oficina de Ciencia y Tecnología (OCYT) que España participase como “Miembro Asociado” en el proyecto de gran instalación *Millimetre Array* (MMA). Esta solicitud fue presentada a la OCYT a principios de septiembre de 1998, y en ella ya se sugería la posible fusión del MMA y del LSA (que ha acontecido en junio de 1999), destacándose la enorme relevancia científica de participar en dicho instrumento.

Podemos anunciar con satisfacción que la OCYT se ha dirigido formalmente al Director General de ESO para comunicarle el interés de España en participar en la fase 1 del Proyecto ALMA. La noticia es excelente para toda la comunidad española. La participación en el proyecto ALMA, de concretarse en los términos esperados, podrá aportar numerosas ventajas a la comunidad científica:

- Proporcionará acceso a una de las ventanas observacionales menos exploradas en astronomía pero que más expectativas ha levantado entre la comunidad internacional para principios del siglo próximo.
- Permitirá la participación en el desarrollo del instrumento y el conocimiento del mismo, optimizando el grado de eficacia en la explotación de ALMA.
- El grado de preparación de los astrónomos españoles garantizará una explotación adecuada y óptima de ALMA.
- Nuestras empresas se beneficiarán, en términos de ampliación de conocimiento y proyección de imagen hacia el exterior, de la interacción con otras empresas e instituciones internacionales que trabajen también en el ALMA.
- Existen compañías españolas, algunas de ellas ya identificadas, que garantizarán un retorno indus-



ESO PR Photo 24a/99 (8 June 1999)

Artist's Impression of ALMA
(Atacama Large Millimetre Array)

© European Southern Observatory



Fig. 1. Ilustración artística del ALMA

trial muy importante a la posible aportación económica de España al proyecto del ALMA.

Con la colaboración de todos, la incorporación de España al proyecto ALMA deberá de ser transparente y enriquecedora para toda la comunidad, garantizando que toda ella tenga acceso en términos de igualdad a esta gran instalación con criterios basados en la libre competencia de méritos científicos.

Ciencia con el ALMA

A modo de ejemplo, citamos a continuación algunos de los objetivos científicos más relevantes que el ALMA podrá abordar:

- En el campo del sistema solar: permitirá conocer la distribución de temperatura y la composición molecular de las atmósferas planetarias. La resolución angular del ALMA proporcionará medidas muy valiosas –únicas– que facilitarán el estudio de variaciones climáticas en Venus y Marte, con esca-

las espaciales de 50 a 100 kilómetros, o la obtención de imágenes directas de los limbos de los planetas.

- En el campo de la formación estelar y los discos protoplanetarios: permitirá estudiar la evolución física, dinámica y química de las regiones de formación estelar en escalas lineales que van desde los núcleos de las nubes moleculares (0.1 pc) hasta los discos circunestelares internos (del orden de 5 unidades astronómicas, 0.05'' a la distancia de las nubes moleculares más cercanas, ~ 100 pc). Dada la gran sensibilidad de ALMA se podrá detectar emisión térmica (generalmente muy débil) proveniente de diferentes procesos asociados con la formación estelar, permitiendo el estudio detallado de los mecanismos de acrecimiento y eyección de materia, de los fenómenos de rotación, turbulencia, etc.
- En el campo de la estructura galáctica, evolución y física estelar: permitirá determinar la emisión fotosférica o de la cromosfera baja de varios miles de estrellas en un tiempo de integración por estrella inferior a los 10 minutos; asimismo, permitirá estudiar directamente, por primera vez, la formación

de polvo a distancias de unos pocos radios estelares de estrellas evolucionadas. Podrá observarse incluso la “levitación” de material por encima de la superficie de la estrella.

- En el campo de las nubes moleculares: podrá estudiar con gran lujo de detalles la química del medio interestelar, tanto en nuestra galaxia como en otras galaxias. Proporcionará imágenes de alta calidad de nubes moleculares galácticas, para determinar así la naturaleza y el origen de su estructura filamentaria y turbulenta y la forma en que estas estructuras evolucionan para dar lugar a núcleos más densos que finalmente formen estrellas, a través de un proceso de colapso gravitacional.
- En el campo de galaxias y cosmología: podrá realizar imágenes de las anisotropías en la radiación de fondo de microondas, hasta escalas angulares de 2 minutos de arco y sensibilidades de $2 \mu\text{K}$. El ALMA será un instrumento único, capaz de medir estos brotes o “semillas” de formación de galaxias en el Universo primitivo (corrimientos al rojo del orden de $z \sim 1000$). Por otro lado, el ALMA será capaz de estudiar la evolución de las galaxias en sus épocas más tempranas, a través de la emisión de CO, tanto en galaxias ultraluminosas (hasta $z \simeq 3$), como en galaxias normales (hasta $z \simeq 1$). Estos estudios permitirán ampliar la relación de Tully-Fisher a corrimientos al rojo mucho mayores que los que se alcanzaban con estudios de HI. En general, el ALMA dará información relevante sobre los núcleos activos de galaxias (AGNs): propiedades del gas y el polvo a escalas lineales del orden de 1 pc, formación y “alimentación” de los jets de los AGNs, estudio de los discos circunucleares, interacción de los jets con el medio circunestelar, etc.

Todos estos objetivos son meros ejemplos de un conjunto muy amplio de resultados científicos que un interferómetro como el ALMA posibilitará.

José María Torrelles	torrelles@ieec.fcr.es
Antonio Alberdi	antxon@iaa.es
Josep Maria Paredes	josepmp@mizar.am.ub.es

La frontera a alto corrimiento al rojo: historia de la formación de las galaxias

Jordi Miralda Escudé jordi@llull.physics.upenn.edu

*University of Pennsylvania,
Department of Physics and Astronomy,
David Rittenhouse Lab., 209 S. 33rd St.,
Philadelphia, PA 19104, Estados Unidos*

Abstract

This review presents a brief discussion of the theory of Cold Dark Matter of structure formation in the Universe, describing the main processes determining the power spectrum, the non-linear gravitational collapse, the formation of galaxies and the evolution of the intergalactic medium. Recent advances in the observations of high *redshift* galaxies, and their interpretation in the context of this theory, are then summarized.

Resumen

Este artículo de revisión presenta una breve exposición de la teoría de la ‘Materia Invisible Fría’ de la formación de estructura en el Universo, describiendo los procesos más importantes que determinan el espectro de potencias, el colapso gravitatorio no lineal, la formación de galaxias y la evolución del medio intergaláctico. Resumimos también los avances recientes en las observaciones de galaxias a alto corrimiento al rojo, y la interpretación en el contexto de esa teoría.

Introducción

Ciertas cuestiones que han constituido grandes avances en la historia de la astronomía y la cosmología tienen, además, un interés especial para la humanidad porque tratan sobre fenómenos totalmente imprescindibles para nuestra existencia en el Universo: la fuente de energía del Sol, la formación de sistemas planetarios, y la síntesis de los elementos en el interior de las estrellas son ejemplos que acuden a la mente. La cosmología moderna, después de habernos encaminado por vez primera al estudio científico del origen del Universo observable en su totalidad, en el marco de la teoría de la Gran Explosión, trae consigo también otra cuestión dentro de esa categoría: el origen de las fluctuaciones primordiales y la formación de las galaxias. El Universo debe empezar con condiciones iniciales prácticamente homogéneas para evolucionar hasta el estado presente de homogeneidad a gran escala; pero la existencia de fluctuaciones de densidad primordiales, de una amplitud $\delta\rho/\rho \sim 10^{-5}$, es absolutamente necesaria para la formación de las galaxias. La gravedad puede amplificar y llevar las fluctuaciones iniciales al colapso no

lineal, pero no puede crearlas. El proceso que generó esas fluctuaciones en el Universo primitivo, sumido todavía en el misterio, dió lugar a la gran diversidad del Universo no lineal, incluida la existencia de la vida, y evitó la continuación indefinida del Universo lineal y homogéneo, conteniendo únicamente un mar de radiación y átomos de hidrógeno y helio.

Estamos actualmente en la era de exploración y descubrimiento hacia la frontera de alto corrimiento al rojo o, en otras palabras, de las mayores distancias des de las que es posible recibir mensajes en el Universo. Dada la velocidad de la luz, las grandes distancias proporcionan a la cosmología la evidencia de la historia pasada de la formación de las galaxias. Durante las últimas tres décadas, nuestra visión del pasado del Universo ha progresado continuamente con el descubrimiento de galaxias y núcleos activos a distancias cada vez mayores, el estudio de la radiación cósmica de fondo a distintas frecuencias, y el análisis de espectros de absorción del hidrógeno intergaláctico interpuesto en la dirección de fuentes luminosas. Presentamos en este artículo de revisión un breve resumen del estado actual de la teoría y observaciones sobre la formación de las galaxias y la evolución del medio intergaláctico. No podemos hacer justicia en este breve artículo al inmenso número de trabajos publicados en diversos temas de gran impacto sobre el estudio de la formación de las galaxias. Entre otros artículos de revisión, Ellis (1997) describe el estudio de galaxias débiles, y Rauch (1998) presenta una excelente exposición de observaciones y teorías del bosque Ly α de hidrógeno intergaláctico. Cabe recomendar asimismo varios artículos en libros de conferencias recientes de gran utilidad para ponerse al día en este campo: véase, por ejemplo, Madau (1999), Steidel (1998a,b).

Teoría de la Materia Invisible Fría

De entre los distintos modelos propuestos de formación de galaxias, la teoría de la Materia Invisible Fría (que abreviaremos MIF; en inglés, *Cold Dark Matter*) ha resultado ser la de mayor éxito, y claramente favorecida por las observaciones. La teoría postula que la materia invisible, cuya presencia se deduce de las determinaciones dinámicas de la masa de galaxias y cúmulos (p.e., Trimble 1987), está formada por objetos o partículas “frías”, sin dispersión de velocidades inicial, y que las fluctuaciones primordiales de densidad son adiabáticas (es decir, manteniéndose constante la razón de la densidad de fotones, bariones y materia invisible), gaussianas, y con un espectro de potencias invariante en escala (véase por ejemplo, Blumenthal et al. 1984, Ostriker 1993). Generalmente, se supone que las fluctuaciones fueron generadas en un período de inflación por algún proceso que se mantuvo constante mientras el rango de escalas observable en el presente cruzaba el horizonte de sucesos, lo cual implica la invariancia en escala.

Inicialmente, la teoría MIF se consideró de forma casi exclusiva dentro del modelo cosmológico con densidad de materia crítica, $\Omega \equiv \rho/\rho_{\text{crit}} = 1$ (donde ρ

es la densidad media de materia y ρ_{crit} es la densidad crítica). Desde los inicios de la cosmología observacional, las medidas de la densidad media del Universo indicaron un valor $\Omega < 1$ (véase, p.e. Gott et al. 1974). Este resultado observacional se ha mantenido hasta la actualidad: la densidad media de luz en la banda B es en el presente $\rho_B \simeq 2 \times 10^8 h L_{\odot} \text{Mpc}^{-3}$ (Zucca et al. 1997 y referencias incluídas; utilizamos aquí $H_0 = 100 h \text{km s}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$), y la razón masa-luminosidad en diversos sistemas colapsados, desde galaxias individuales a los mayores cúmulos, medida a radios suficientemente grandes, tiende generalmente a valores $150h \lesssim M/L_B \lesssim 500h$ (p.e., Bahcall, Lubin, & Dorman 1995), lo que implica una densidad de materia $\bar{\rho} \simeq 5 \times 10^{10} h^2 M_{\odot} \text{Mpc}^{-3}$, y $\bar{\rho}/\rho_{\text{crit}} = \Omega \simeq 0.2$.

El valor de Ω así deducido a partir de la densidad luminosa del Universo puede verse afectado por el efecto del sesgo de las galaxias. En principio, la mayor parte de la masa del Universo podría ubicarse en los grandes vacíos, sin pertenecer a ninguna estructura virializada conteniendo galaxias donde la masa total pueda determinarse a través de los métodos dinámicos habituales. Esa fue la posibilidad bajo la cual el modelo Einstein-de Sitter ($\Omega = 1$) fue forzado a resguardarse de la evidencia observacional. Sin embargo, varios avances durante la última década han confirmado un valor de $\Omega \simeq 0.3$. En los cúmulos de galaxias de mayor masa, la fracción de la masa constituida por bariones deducida a partir de la intensidad y el espectro de rayos X emitidos por el gas caliente es $f_{\text{bar}} \simeq 0.06 h^{-3/2}$ (White et al. 1993; White & Fabian 1994). Dada la densidad de bariones deducida de la teoría de nucleosíntesis primordial, $\Omega_b \simeq 0.019 h^{-2}$ (p.e., Burles & Tytler 1998), y el hecho de que la fracción de masa bariónica en los cúmulos más masivos debe ser representativa de la fracción media en el Universo (White et al. 1993), deducimos un valor $\Omega \simeq 0.3 h^{-1/2}$. Al mismo tiempo, las observaciones recientes de curvas de luz de supernovas tipo Ia conducen al mismo valor de Ω , concluyendo además que la expansión del Universo se está acelerando de la forma esperada en el modelo del Universo con geometría espacial plana, donde la constante cosmológica proporciona la densidad de energía adicional necesaria para llegar a la densidad crítica (Perlmutter et al. 1998, Riess et al. 1998). Otros métodos de medir el valor de Ω son, por lo general, consistentes con este resultado (por ejemplo, el valor $\Omega \simeq 0.3$ con una constante cosmológica $\Lambda = 1 - \Omega$ también es favorecido por el valor de la constante de Hubble y la edad de las estrellas más viejas en cúmulos globulares). Varias observaciones en el futuro próximo (tales como supernovas tipo Ia y fluctuaciones en la radiación cósmica de fondo) deberán permitir medir Ω con mayor precisión, y clarificar si la reciente aceleración del Universo se debe a una constante cosmológica o al modelo más general de un campo escalar con presión negativa (p.e., Peebles & Vilenkin 1998 y referencias incluídas).

Una vez adoptamos el modelo cosmológico deducido a partir de esas observaciones, las predicciones de la teoría MIF se ajustan bien a los datos observacionales

sobre estructura a gran escala, tales como la función de correlación espacial de las galaxias, la abundancia de cúmulos de galaxias, la evolución en corrimiento al rojo (abreviado CR en adelante) de esas cantidades, y las fluctuaciones en la radiación cósmica de fondo recientemente detectadas. Para obtener esas predicciones, es preciso calcular el espectro de potencias de las fluctuaciones primordiales.

El espectro de potencias de las fluctuaciones de densidad se obtiene en la teoría MIF calculando la evolución en el régimen lineal de esas fluctuaciones una vez cruzan el horizonte (para artículos de revisión, véase Efstathiou 1990, Bond 1996, Bertschinger 1996). En el límite de pequeñas escalas, las fluctuaciones entraron en el horizonte durante la época en que la densidad media del Universo estaba dominada por radiación. Los bariones están entonces ligados a la radiación, y la presión radiativa resulta en una oscilación de las fluctuaciones, impidiendo el crecimiento gravitatorio. La materia invisible no interactúa con la radiación, y por lo tanto aumenta sus fluctuaciones de densidad. No obstante, ese crecimiento gravitatorio es muy lento incluso en la ausencia de acoplamiento con la radiación, cuando la radiación domina la densidad de energía.

Dado que la densidad de radiación en el presente es $\Omega_{\text{rad}} = a T_{\text{rad}}^4 / (\rho_{\text{crit}} c^2) = 2.47 \times 10^{-5} h^{-2}$ (donde $T_{\text{rad}} = 2.76 \text{ K}$ es la temperatura de la radiación de fondo), la época de igualación de las densidades de materia y radiación corresponde al CR $1 + z = 4.04 \times 10^4 \Omega h^2$. La longitud del horizonte en esta época era del orden $c H^{-1}(z) = c H_0^{-1} \Omega^{-1/2} (1 + z)^{-3/2}$, y por lo tanto la longitud comóvil era $L_{\text{ig}} = c H_0^{-1} \Omega^{-1/2} (1 + z_{\text{ig}})^{-1/2} \simeq 15 (\Omega h)^{-1} h^{-1} \text{Mpc}$ (donde utilizamos la notación habitual para la constante de Hubble en el presente, $H_0 = 100 h \text{km s}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$, $H(z)$ es la constante de Hubble a CR z , y el subíndice 'ig' denota 'igualación'). A escalas comóviles mucho menores que el horizonte en la época de igualación, la amplitud de fluctuaciones de densidad debe conservar la forma de las fluctuaciones primordiales cuando emergen del horizonte, ya que las fluctuaciones empezaron a crecer solamente a partir de la época de igualación, y el crecimiento en la época anterior fue muy lento. Eso implica que la amplitud de fluctuaciones tiende a una constante para el caso más habitual de invariancia de escala, con $n = 1$ (donde el espectro primordial es $P(k) \propto k^n$). Pero en el límite de escalas mucho mayores, $L \gg L_{\text{ig}}$, las fluctuaciones crecen en el régimen lineal proporcionalmente al factor de escala, $a \propto (1 + z)^{-1}$, desde el momento en que entran en el horizonte; dado que la longitud comóvil del horizonte es proporcional a $(1 + z)^{-1/2}$, el factor total de crecimiento a una época fija debe ser proporcional a L^{-2} .

En la figura 1 mostramos la dispersión en la fluctuación relativa de la masa total contenida dentro de una esfera de radio comóvil R , cuando la evolución lineal de fluctuaciones primordiales se extrapola hasta el presente. Conviene recordar aquí que la distribución de probabilidad de esta masa es gaussiana (dada la suposición de que el campo de densidades es gaussiano).

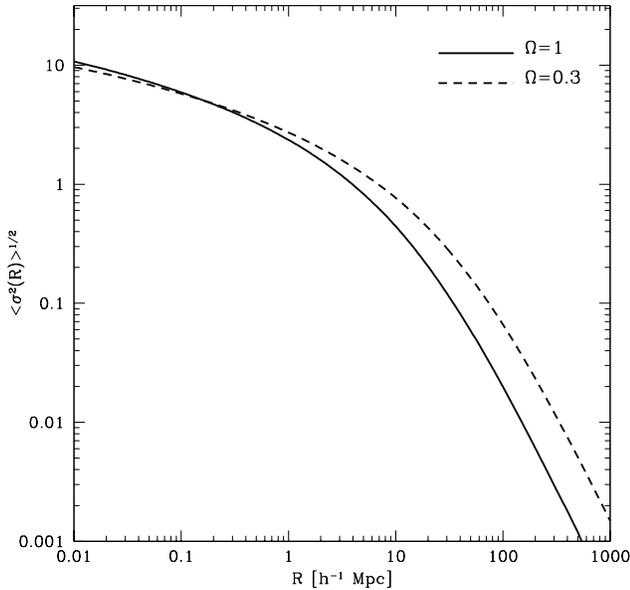


Fig. 1. Dispersión en la sobredensidad media dentro de una esfera de radio R en el campo lineal de densidad para la teoría MIF con constante cosmológica, con dos valores de Ω .

no), con la dispersión mostrada en la figura 1. La línea continua es para el modelo $\Omega = 0.3$, $\Lambda = 0.7$, $n = 1$, $H_0 = 65 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, y hemos normalizado las fluctuaciones a $\sigma_8 \equiv \langle \sigma^2 \rangle^{1/2} (R = 8h^{-1} \text{ Mpc}) = 0.9$. La línea discontinua es para el modelo $\Omega = 1$, $\Lambda = 0$, $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, y $\sigma_8 = 0.55$. Las curvas han sido calculadas con las fórmulas presentadas por Hu & Sugiyama (1996). Además del comportamiento esperado en el límite de pequeñas y grandes escalas, vemos también que el modelo de la constante cosmológica dispone de mayor potencia a grandes escalas, debido al mayor valor de la longitud característica $L_{\text{ig}} \propto (\Omega h)^{-1}$.

La normalización del espectro de fluctuaciones, dada por el parámetro σ_8 , debe considerarse como un parámetro ajustable de la teoría. Su valor se ha escogido aquí para reproducir aproximadamente la abundancia de cúmulos de galaxias en el presente (Eke, Cole, & Frenk 1996). Desde que las fluctuaciones de intensidad de la radiación de fondo de microondas fueron detectadas por el satélite *COBE*, la normalización viene fijada independientemente por esas fluctuaciones (Bennett et al. 1996; Bunn & White 1997). Esas dos medidas de la amplitud concuerdan para el modelo con constante cosmológica con $\Omega \simeq 0.3$, mientras que son claramente conflictivas si se supone $\Omega = 1$. Es notable el hecho de que cuando se toma el valor de Ω deducido de las observaciones de la geometría global del Universo y la densidad promedio de materia, la teoría MIF predice correctamente la relación entre las fluctuaciones de la radiación de fondo y la abundancia de cúmulos de galaxias, y concuerda además con la correlación espacial de galaxias (Jing, Mo, & Börner 1998 y referencias in-

cluidas), así como con la evolución de la abundancia de cúmulos en CR (Bahcall & Fan 1998).

Colapso gravitatorio no-lineal: formación de halos

En la teoría MIF, la materia invisible empieza a formar objetos virializados (o “halos”) por colapso gravitatorio a partir de las escalas más pequeñas, cuando la fluctuación de densidad alcanza un valor ~ 1 , entrando en el régimen no lineal. Luego, cuando las fluctuaciones a escalas mayores llegan al colapso, se forman halos de mayor masa por fusión de halos de masa menor colapsados anteriormente. Sólo podemos presentar aquí un resumen muy breve de la teoría de formación de halos y galaxias; para una discusión mucho más extensa, véase White (1996).

Un modelo analítico de gran utilidad para entender el proceso del colapso no lineal, llevando a la formación y fusión de halos, es el modelo de Press-Schechter (Press & Schechter 1974). El modelo se basa en la solución analítica del colapso de una perturbación de densidad constante con simetría esférica, en cuyo caso el colapso hacia el punto central sucede cuando se alcanza el valor de la sobredensidad extrapolada linealmente $\delta = \delta_c = 3/5(3\pi/2)^{2/3} = 1.686$ (Peebles 1980). La distribución de la densidad promediada sobre una esfera de radio R es una gaussiana con dispersión $\sigma(R)$ (figura 1), y el modelo Press-Schechter consiste en suponer que la fracción de la masa del Universo que ha colapsado en halos de masa mayor que $M = (4\pi/3)\bar{\rho}R^3$ es igual a $\text{erf}\{\delta_c/[2^{1/2}\sigma(R)]\}$. Nótese que esa fracción es en realidad dos veces la fracción del volumen con sobredensidad superior a δ_c en las condiciones iniciales. Aunque la introducción del factor 2 puede justificarse mejor con un tratamiento en el espacio de Fourier (Bond et al. 1991), el modelo de Press-Schechter debe considerarse únicamente como una aproximación que se utiliza frecuentemente debido a su gran simplicidad, y especialmente al hecho de que sus predicciones se ajustan a resultados numéricos de la abundancia de halos con bastante precisión (p.e., Governato et al. 1998; en la práctica, el parámetro δ_c puede considerarse ajustable a los resultados numéricos, en vez de tomar el valor requerido para el colapso esférico).

Una vez calculada la abundancia de halos de masa mayor que M , se obtiene por diferenciación la abundancia diferencial, y asignamos a cada escala R una dispersión de velocidades para el halo obtenida también por el modelo esférico: $\sigma^2 = (3\pi/2)^{2/3} [H(z_c)R]^2/2$, donde $H(z_c)$ es la constante de Hubble en el momento del colapso. Básicamente, esa relación nos dice que la dispersión de velocidad de un cúmulo es del orden de la velocidad de expansión de Hubble sobre la región comóvil desde la cual el cúmulo ha colapsado, en el momento del colapso. La dispersión de velocidad de un halo (o, análogamente, el cociente entre la masa y el radio) es la propiedad de un halo que determina las cantidades observables en galaxias y cúmulos, como son la disper-

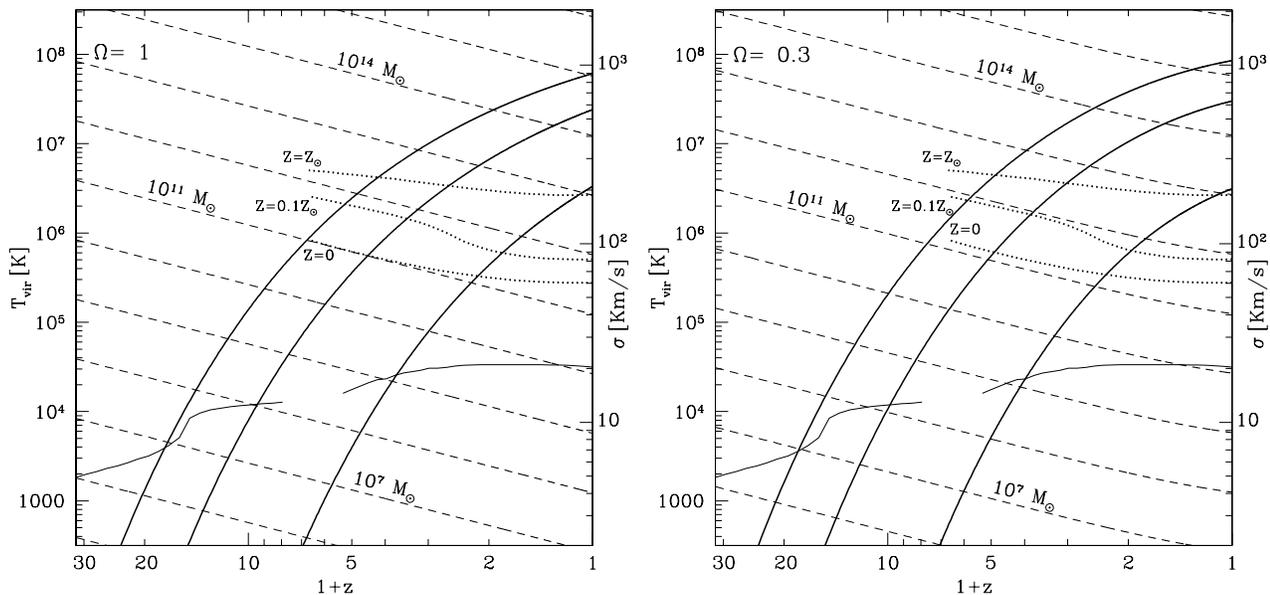


Fig. 2. Las tres líneas continuas gruesas dan la dispersión de velocidades de un halo colapsado a CR z , provenientes de fluctuaciones $(1, 2, 3)\sigma$ en el modelo Press-Schechter. La masa total de los halos es indicada por las líneas a trazos. Las líneas de puntos indican la máxima masa para que el gas pueda enfriarse, para tres metalicidades distintas, y las líneas continuas delgadas indican la mínima temperatura para enfriamiento atómico y molecular. Panel izquierdo: modelo cosmológico con $\Omega = 1$, $\Lambda = 0$, $h = 0.5$. Panel derecho: modelo cosmológico con $\Omega = 0.3$, $\Lambda = 0.7$, $h = 0.65$.

sión de velocidad de las galaxias, la temperatura del gas difuso en equilibrio dinámico en el halo (determinada con espectros de rayos X), o la deflexión gravitatoria de luz de fondo (medida en lentes gravitatorias).

En la figura 2, las tres líneas continuas gruesas nos dan la dispersión de velocidades de un halo formado a partir de una fluctuación de densidad inicial igual a $(1, 2, 3) - \sigma$, en función del CR, para los mismos dos modelos utilizados en la figura 1 (para el modelo con constante cosmológica en la figura 2, los valores de δ_c y de la dispersión de velocidades correspondiente a cada escala R deben ser modificados debido al efecto de repulsión de la constante cosmológica, y el ritmo de crecimiento lineal de fluctuaciones es también distinto; véase p.e., Viana & Liddle 1996). De acuerdo con la distribución gaussiana, la fracción de masa que ha colapsado en halos de mayor dispersión de velocidades es, respectivamente, (64%, 10%, 0.6%). Tomemos, por ejemplo, el momento presente ($z = 0$) para el modelo $\Omega = 0.3$ (figura 2, panel derecho). Ese modelo nos predice que un 0.6% de la masa en el presente está en objetos colapsados con dispersión de velocidades mayor que 1000 km s^{-1} . Esos halos se corresponden evidentemente con los cúmulos de galaxias más masivos, y se formaron a partir del colapso de fluctuaciones raras a escalas grandes, $R \simeq 15 h^{-1} \text{ Mpc}$, donde $3\sigma(R) = \delta_c$. Las líneas discontinuas nos dan el valor de la masa de los halos (con un factor 10 en masa separando líneas sucesivas), e indican que la masa de uno de esos cúmulos es $\sim 2 \times 10^{15} M_\odot$. La mayor parte de la masa del Universo debe encontrarse en objetos formados a partir de fluc-

tuaciones más habituales: una fluctuación $1 - \sigma$ produce un halo con dispersión de velocidades $\sim 200 \text{ km s}^{-1}$, un valor típico de los pequeños grupos de galaxias, tales como el ‘Grupo Local’, donde residen la mayoría de las galaxias en el Universo. La masa indicada en la figura 2 se refiere siempre a la masa total del halo en el momento de su formación. Por ejemplo, la galaxia de la Vía Láctea pudo formarse a $z \simeq 2$, en un halo con $\sigma \simeq 150 \text{ km s}^{-1}$ de masa $M \simeq 10^{12} M_\odot$, y en el presente el Grupo Local está colapsando en un halo mayor. Los dos modelos en la figura 2 han sido normalizados para ajustar sus predicciones a la abundancia observada de cúmulos.

La dispersión de velocidades puede relacionarse con la temperatura del gas difuso en el halo cuando está en equilibrio hidrostático: $kT/\mu = \sigma^2$. Mostramos también la temperatura en el eje vertical. Hemos utilizado aquí la masa media para el caso de gas primordial ionizado: $\mu \simeq 0.6 m_H \simeq 10^{-24} \text{ g}$.

Una propiedad general de la teoría MIF es que, a medida que las fluctuaciones colapsan a escalas cada vez mayores, los halos deben fusionarse y formar nuevos halos con mayor dispersión de velocidades; además, el ritmo de crecimiento de la masa y la dispersión de velocidades son mucho más rápidos a alto CR que en el presente. Eso es una consecuencia directa de la forma del espectro de potencias en la figura 1: a pequeñas escalas, la amplitud de fluctuaciones es prácticamente constante, y por lo tanto la masa de los halos aumenta rápidamente cuando esas fluctuaciones empiezan a colapsar. Pero a mayores escalas, la amplitud disminuye

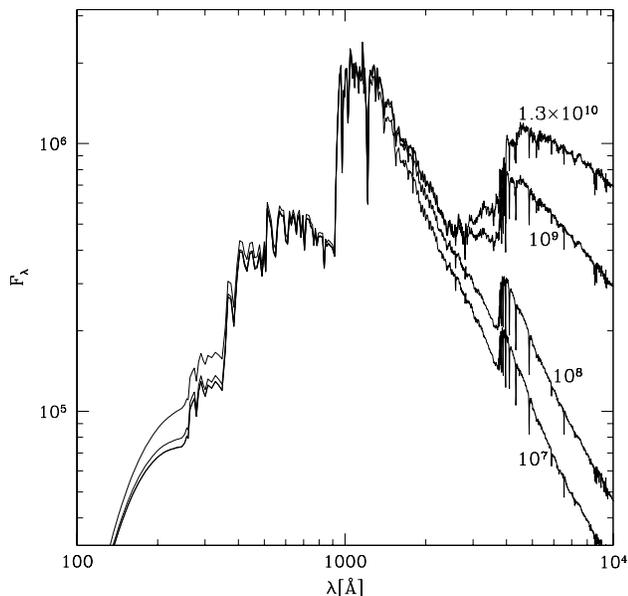


Fig. 3. Modelo del espectro de una galaxia con ritmo constante de formación estelar, indicándose las edades en años.

con mucha más rapidez con la escala, y por lo tanto las fluctuaciones a escalas grandes colapsan mucho más tarde.

Formación de galaxias

Una pregunta central en la teoría de formación de galaxias ha sido la siguiente: ¿cuál es la causa de la diferencia entre una galaxia y un cúmulo de galaxias? Evidentemente, los cúmulos de galaxias han colapsado gravitatoriamente, pero deducimos a partir de observaciones de rayos X que la mayor parte de la materia bariónica está en forma de gas difuso y caliente distribuido en el halo. La masa total del gas difuso en un cúmulo masivo puede superar las $10^{14} M_{\odot}$, pero no se forman nunca galaxias de masa tan grande.

Esta cuestión fue investigada por Binney (1977), Rees & Ostriker (1977), Silk (1977), y especialmente en el contexto de la teoría MIF por White & Rees (1978). En el colapso gravitatorio de un halo, la materia bariónica se calienta inicialmente por ondas de choque, hasta la temperatura necesaria para permanecer en equilibrio hidrostático. Luego, para poder condensar a una galaxia central, es preciso que el gas pierda su energía térmica por procesos de radiación. Si el tiempo necesario para que toda la energía térmica de los bariones sea radiada es corto comparado con el tiempo entre fusiones sucesivas de halos, entonces el gas va a poder concentrarse hacia el centro del halo, y el proceso de colapso gravitatorio puede proseguir hasta llegar a la formación de estrellas (después de fragmentación de nubes de gas, y posiblemente de haber formado un disco debido a la conservación del momento angular; véase

Fall & Efstathiou 1980, Fall & Rees 1985) o de un objeto masivo central, dando lugar a un núcleo activo. En cambio, si el tiempo de enfriamiento es demasiado largo, nuevas fusiones para formar halos de mayor masa van a calentar de nuevo el gas, manteniéndolo en estado difuso.

La condición que debemos analizar es, por consiguiente, que el tiempo de enfriamiento del gas sea igual a la edad del Universo (que es aproximadamente el tiempo entre fusiones sucesivas). Los procesos de enfriamiento más importantes son la radiación *bremstrahlung*, y la excitación e ionización colisional de iones. A temperaturas $T \lesssim 10^5$ K, el enfriamiento por hidrógeno y helio domina, pero en el rango $10^5 \text{K} < T < 10^7 \text{K}$ los iones de elementos pesados son importantes (p.e., Gaetz & Salpeter 1983). En las figuras 2(a,b), las líneas de puntos indican la dispersión de velocidad de halos en los que el tiempo de enfriamiento es igual a la edad del Universo, para tres valores de la metalicidad del gas, $(0, 0.1, 1) Z_{\odot}$. Por encima de las líneas de puntos, el tiempo de enfriamiento es demasiado largo y se predice que el gas caliente se mantiene en el halo, mientras que por debajo de las curvas el gas puede enfriarse y formar una galaxia. El ritmo de enfriamiento por radiación se ha calculado suponiendo que una fracción Ω_b/Ω de la masa del halo está en forma de gas difuso, donde $\Omega_b = 0.019 h^{-2}$, de acuerdo con las mediciones de la abundancia de deuterio (Burles & Tytler 1998), y suponiendo el valor de la sobredensidad media de los halos en el modelo del colapso esférico (igual a $18\pi^2$ para $\Omega = 1$). Si las galaxias pueden formarse en halos por debajo de las líneas de puntos, obtenemos la predicción de que hasta $z \gtrsim 4$, el colapso de un halo debió resultar siempre en la formación de una galaxia central, pero a menores CR los halos más masivos pueden contener solamente galaxias formadas anteriormente, y la mayor parte del gas difuso no puede enfriarse. Mencionamos aquí que, incluso en los cúmulos de mayor masa, una parte del gas en la región central (con mayor densidad) puede radiar más rápidamente; la razón por la cual eso no da lugar a grandes tasas de formación estelar en las galaxias centrales de cúmulos masivos es una cuestión que permanece sin resolver (Fabian, Nulsen, & Canizares 1994).

Vemos, pues, que la física de enfriamiento del gas proporciona una explicación satisfactoria del límite superior de la masa de las galaxias. Otra cuestión distinta es el límite inferior, y eso nos lleva a una transición fundamental en el Universo para la historia de formación de las galaxias: la reionización del medio intergaláctico.

La reionización del Universo

En la teoría de la Gran Explosión, la materia del Universo debe formar átomos por vez primera cuando la temperatura de la radiación de fondo disminuye hasta $T \simeq 3000$ K, a $z \simeq 10^3$. La materia intergaláctica permanece posteriormente en estado atómico, hasta el momento en que el colapso no lineal de las perturbaciones lleva a la formación de objetos que emiten radiación

ionizante, y pueden ionizar de nuevo el gas difuso.

Las observaciones del espectro de fuentes luminosas a alto CR (generalmente, cuásares) demuestran que el medio intergaláctico fue ionizado anteriormente a $z \simeq 5$. La luz de una fuente a longitudes de onda menores que la línea Ly α de hidrógeno atómico puede ser absorbida por un átomo a lo largo de su trayectoria a través del Universo, en el punto en que la longitud de onda se ha desplazado hasta coincidir con la línea Ly α . Si una parte importante de la densidad bariónica media del Universo estuviera distribuida por el espacio en forma atómica, la profundidad óptica de absorción sería enorme ($\sim 10^5$ a $z = 3$), con lo cual el flujo debería disminuir a cero abruptamente a la longitud de onda de Ly α (Gunn & Peterson 1965). Lo que se observa en realidad es la presencia de múltiples líneas de absorción que producen un decremento neto del flujo de solamente un $\sim 30\%$ a $z = 3$. Eso implica que el medio intergaláctico está altamente ionizado, con una fracción neutra de $\sim 10^{-5}$. Esa diminuta fracción del hidrógeno intergaláctico puede explicar satisfactoriamente las propiedades de las líneas de absorción observadas (denominadas usualmente como el “bosque Ly α ”), originadas en las variaciones de la densidad del gas que no ha colapsado todavía en halos virializados de gran densidad. Varios trabajos recientes, utilizando modelos analíticos y simulaciones numéricas, han mostrado que la teoría MIF predice de forma genérica que el medio intergaláctico ionizado debe dar lugar a ese bosque de líneas (véase McGill 1990; Bi, Börner, & Chu 1992; Bi 1993; Miralda-Escudé & Rees 1993; Cen et al. 1994; Zhang et al. 1995, 1998; Hernquist et al. 1996; Miralda-Escudé et al. 1996). El hecho de que la densidad del gas neutro sea proporcional al cuadrado de la densidad del gas cuando se establece el equilibrio entre recombinación y fotoionización por el fondo cósmico ionizante es la causa de que un medio continuo de lugar a un espectro de absorción con la apariencia de “líneas” individuales, cada vez que se encuentra un máximo de densidad del gas a lo largo de la línea de visión. El espectro de absorción tiene una escala de suavizado natural de $\sim 20 \text{ km s}^{-1}$, debido a la dispersión de velocidad térmica del gas fotoionizado (con temperatura $T \simeq 2 \times 10^4 \text{ K}$). El tamaño transversal de las estructuras de absorción Ly α debe ser del orden de su dispersión de velocidad multiplicada por la edad del Universo, ya que tales estructuras no han tenido todavía tiempo de colapsar y de llegar a un equilibrio hidrostático; observaciones recientes del tamaño transversal en pares de cuásares (Bechtold et al. 1994; Dinshaw et al. 1994) confirman esa predicción.

¿Qué causó la reionización del Universo? Dos mecanismos pueden ionizar el gas intergaláctico: fotoionización, o ionización colisional una vez que el gas ha sido calentado por ondas de choque provenientes de alguna explosión de gran energía. La fotoionización es el método más eficiente para ionizar el medio de baja densidad, ya que requiere menos energía, y la radiación se transporta con gran eficacia a todas las regiones del espacio. Los dos tipos de fuentes de radiación ionizan-

te conocidas que pueden formarse tan pronto como los primeros halos colapsan a pequeñas escalas son estrellas y núcleos activos (producidos por agujeros negros masivos en el centro de una galaxia). La cantidad de estrellas necesaria para ionizar el Universo entero es solamente una parte muy pequeña de todas las estrellas que se han formado hasta el presente, y puede relacionarse fácilmente con la metalicidad media producida. Ya que tanto los elementos pesados provenientes de explosiones de supernovas, como la radiación ionizante son producidos por estrellas masivas, la razón entre esas dos cantidades está relativamente fijada: típicamente, una estrella de $30 M_{\odot}$ fusiona unas $4 M_{\odot}$ de hidrógeno en la secuencia principal, obteniendo una energía $\sim 0.03 M_{\odot} c^2$, de la cual $\sim 0.01 M_{\odot} c^2$ se emite en fotones ionizantes. Esa misma estrella produce unas $5 M_{\odot}$ de elementos pesados en la explosión como supernova. Si los fotones son absorbidos por hidrógeno intergaláctico (necesitando una energía de $\sim 20 \text{ eV}$ para cada ionización, o una fracción 2×10^{-8} de la masa-energía en reposo), la masa ionizada es de $\sim 5 \times 10^5 M_{\odot}$, y por lo tanto la metalicidad media aumenta sólo hasta 10^{-5} una vez se ha emitido un fotón ionizante para cada barión. Dado que la metalicidad media en el Universo presente es mucho mayor, es evidente que la primera generación de estrellas puede fácilmente ionizar todo el Universo (p.e., Couchman & Rees 1986).

Evidentemente, los cuásares pueden ser también las fuentes dominantes para la reionización, dado que la eficiencia en convertir la masa acrecida por un agujero negro en radiación ionizante es generalmente mucho mayor que para estrellas. Las observaciones de la abundancia de cuásares y de la intensidad del fondo cósmico de radiación ionizante a $z \lesssim 3$ indican que los cuásares son probablemente los mayores contribuyentes de esa radiación cósmica, pero la naturaleza de las fuentes causantes de la reionización a mayor CR es todavía incierta (Miralda-Escudé & Ostriker 1990; Madau 1991, 1992, 1999; Haardt & Madau 1996; Rauch et al. 1997; Haiman & Loeb 1997, 1998; Miralda-Escudé, Haehnelt, & Rees 1999).

Las primeras galaxias

Las primeras galaxias donde pudieron formarse las primeras estrellas y cuásares surgieron, en la teoría MIF, en los primeros halos que colapsaron donde el gas pudo enfriarse. El hidrógeno atómico solamente empieza a radiar en líneas de excitación cuando la temperatura supera los 10^4 K ; a temperaturas inferiores, las colisiones con electrones térmicos no tienen nunca la energía necesaria para la excitación a los niveles atómicos $n = 2$. El hidrógeno molecular proporciona la única fuente de enfriamiento a menores temperaturas. En la materia primordial, en ausencia total de elementos pesados, el hidrógeno molecular se forma a partir del ión H^- (Saslaw & Zipoy 1967), el cual resulta a su vez de colisiones de hidrógeno con los electrones del residuo de ionización que permanece después de la época de recombinación (Peebles 1968). Ese proceso de formación de moléculas

es muy ineficaz (en el presente, el hidrógeno molecular se forma en la superficie de granos de polvo interestelar), y sólo una pequeña fracción del hidrógeno forma moléculas. El enfriamiento resultante sólo es suficiente para dar lugar a la formación de galaxias cuando la temperatura de un halo supera los $\sim 2000K$ (Tegmark et al. 1997; Abel et al. 1998).

En la figura 2, la línea continua a mayor CR indica la mínima temperatura para que un halo formado a CR z pueda enfriar su gas y formar una galaxia, que hemos reproducido de Tegmark et al. (1997). Vemos que la teoría MIF, con los parámetros obtenidos de observaciones mencionadas antes, predice que las primeras estrellas pudieron formarse a $z \simeq 20$, en halos de dispersión de velocidades de $\sim 5 \text{ km s}^{-1}$ y masa total $\sim 10^7 M_{\odot}$. Esa primera generación de galaxias, formadas a través del enfriamiento por hidrógeno molecular, formó probablemente una cantidad muy pequeña de estrellas debido a la ineficacia de esta forma de enfriamiento (véase también Haiman, Rees, & Loeb 1997). En esta época, el ritmo de fusiones es muy elevado y la masa y dispersión de velocidades de los halos aumentan rápidamente con el tiempo; así pues, inmediatamente después de la formación de esas primeras estrellas, el enfriamiento atómico en halos de $\sim 10^8 M_{\odot}$ empieza a ser activo, dando lugar a una nueva generación de galaxias que debió reionizar el Universo.

Una vez que el medio intergaláctico es reionizado, el enfriamiento es suprimido por la fotoionización, que calienta el gas y disminuye la abundancia de átomos que pueden ser excitados colisionalmente. La línea continua delgada a bajo CR nos da la temperatura en la cual el tiempo de enfriamiento es menor que el tiempo de Hubble para el gas ionizado (hemos adoptado aquí el modelo de Haardt & Madau 1996 para el fondo de radiación ionizante). Las galaxias pueden formarse solamente por encima de esta línea una vez que se ha completado la reionización. En realidad, la fotoionización tiene también otro efecto: el calentamiento del gas durante la reionización puede producirse antes del colapso, y luego la temperatura del gas sube adiabáticamente cuando la densidad aumenta si el enfriamiento no es importante (recordemos que las líneas indicando un tiempo de enfriamiento igual a la edad del Universo son para una sobredensidad de $18\pi^2 \simeq 178$, el valor obtenido en el modelo esférico en el momento de la virialización, y que el tiempo de enfriamiento es mayor a menor densidad). Debido a este efecto, el gas en halos con $\sigma \lesssim 30 \text{ km s}^{-1}$ no puede en general enfriarse para formar galaxias (p.e., Thoul & Weinberg 1996). Otro efecto que puede disminuir la eficiencia de formación de galaxias en halos de baja dispersión de velocidad es el hecho de que la energía liberada por el propio proceso de formación estelar puede crear un viento galáctico con energía suficiente para calentar y expulsar el gas en el proceso de acrecimiento (p.e., Dekel & Silk 1986). Ese proceso parece ser necesario para evitar un exceso de galaxias de baja luminosidad comparado con las observaciones (White & Frenk 1991; Navarro & Steinmetz 1997).

Observaciones de galaxias a alto CR

Los descubrimientos recientes de gran número de galaxias a alto CR han supuesto un gran avance en cosmología observacional. Una de las técnicas de mayor éxito es la selección fotométrica de objetos débiles para detección de la discontinuidad de Lyman (*Lyman break*; Guhathakurta, Tyson, & Majewski 1990; Steidel et al. 1996). Todas las galaxias, cuya luz resulta de la superposición de los espectros de muchas estrellas, muestran en su espectro una caída abrupta del flujo a la longitud de onda del límite de Lyman, como vemos en los modelos de espectros de distintas edades con ritmo constante de formación estelar en la figura 3, que reproducimos de Bruzual & Charlot (1993). La discontinuidad se produce en la atmósfera de las estrellas masivas, que producen la mayor parte de la radiación ultravioleta. Además, la presencia de hidrógeno atómico en el medio interestelar de la galaxia da lugar generalmente a la absorción de la mayor parte de los fotones ionizantes, aumentando la amplitud de la discontinuidad. A alto CR, la discontinuidad de Lyman se desplaza hasta longitudes de onda en el visible, lo que permite seleccionar las galaxias a partir de sus colores. Por ejemplo, un objeto azul en $V-R$ y muy rojo en $B-V$ debe tener la discontinuidad entre las bandas B y V , situándolo a $z \sim 4$.

El número de galaxias detectadas por este método, de magnitudes en el rango $23 \lesssim B \lesssim 29$, ha permitido la primera medición de la función de luminosidad y de la tasa global de formación estelar a alto CR, que resulta ser mucho mayor que la actual (Madau et al. 1996; Steidel et al. 1998). La cantidad total de estrellas formadas en estas galaxias, en el intervalo $1 \lesssim z \lesssim 5$, puede dar cuenta de la mayor parte de la población estelar vieja en el Universo presente. Sin embargo, esas estimaciones están sujetas todavía a varias incertidumbres: en general, solamente la tasa de formación de estrellas masivas se puede deducir de esas observaciones, y existe la posibilidad de que la función inicial de masas fuera distinta a alto CR. Por otra parte, la tasa total de formación estelar podría ser mucho mayor si galaxias de baja luminosidad que permanecen por debajo de los límites de detección dominaran la emisión total, o si la mayor parte de la radiación ultravioleta es absorbida por polvo interestelar y reemitida en el infrarrojo lejano (p.e., Calzetti 1999 y referencias incluidas).

Efectivamente, la radiación reemitida por polvo constituye otra forma de detección de galaxias a alto CR. Recientemente, la radiación de fondo en el infrarrojo lejano, debida a la combinación de todas las galaxias, ha sido detectada por *COBE* (Fixsen et al. 1998; Hauser et al. 1998), y se han descubierto fuentes individuales con el nuevo detector SCUBA (Eales et al. 1998; Hughes et al. 1998; Smail et al. 1997), sugiriendo que gran parte de la radiación estelar a alto CR pudo ser procesada por polvo.

El origen de esas galaxias a alto CR puede comprenderse simplemente en la teoría MIF a partir de la figura 4. Las líneas punteadas nos indican aquí la magnitud aparente de una galaxia (en el sistema AB , donde la magnitud es $AB = -48.6 + 2.5 \log_{10}(f_{\nu})$, y el flujo

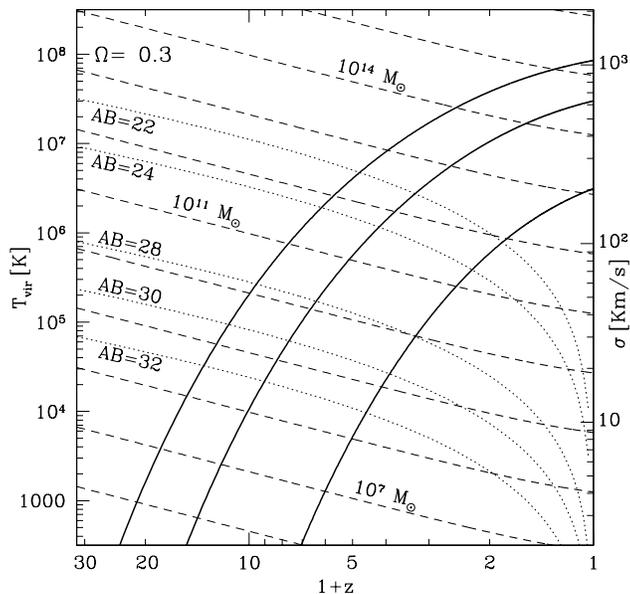


Fig. 4. figura análoga a la figura 2, donde las líneas de puntos dan la magnitud AB en una banda ultravioleta suponiendo que toda la masa bariónica en el halo forma estrellas durante un tiempo igual a la mitad de la edad del Universo cuando el halo colapsa.

f_ν se expresa en unidades cgs), formada en un halo de dispersión de velocidad σ en función de z , para un modelo de máxima luminosidad en que todos los bariones contenidos en el halo forman estrellas en un intervalo de tiempo igual a la mitad de la edad del Universo en el momento del colapso. En otras palabras, el modelo representa la máxima eficiencia de formación estelar posible, donde toda la materia forma estrellas en un tiempo del orden del tiempo dinámico del halo de materia invisible (véase Miralda-Escudé & Rees 1998 para más detalles del modelo). Las galaxias de mayor masa pueden empezar a formarse a $z \simeq 4$, cuando el gas puede enfriarse según la figura 2. El flujo máximo de esas galaxias corresponde a $AB \simeq 22$. La mayor parte de las galaxias de la discontinuidad de Lyman son algo más débiles, como es de esperar cuando el ritmo de conversión de gas a estrellas es menos eficiente, y cuando una parte de la radiación ultravioleta es absorbida por polvo. Vemos también que las galaxias más masivas pueden formarse más fácilmente cuando el gas ha sido ya enriquecido, debido al mayor ritmo de enfriamiento a alta metalicidad.

Puesto que las galaxias detectadas a alto CR de mayor luminosidad están asociadas con las mayores fluctuaciones de densidad a las mayores escalas de colapso gravitatorio, su correlación espacial debería ser mucho mayor que la correlación de la masa, como se espera de los altos picos de densidad en un campo gaussiano (Kaiser 1984). Esa correlación ha sido detectada, y es en general consistente con las expectativas en la teoría MIF (Adelberger et al. 1998; Giavalisco et al.

1998; Kauffmann, Nusser, & Steinmetz 1997). Los estudios de la correlación de galaxias a alto CR abren un nuevo abanico enorme de posibilidades para observar la evolución de estructura a gran escala, que hemos empezado a investigar hace muy poco.

A mayor z , la absorción del flujo ultravioleta a $\lambda < 1216 \text{ \AA}$ debido al bosque Ly α aumenta rápidamente, de tal forma que a $z \gtrsim 5$, la caída de flujo en Ly α se convierte en la característica más importante para seleccionar objetos a este CR. Así pues, la técnica para encontrar galaxias a $z > 5$ va a ser muy parecida a la de la discontinuidad de Lyman, sustituyendo ésta por la depresión de Gunn-Peterson (Gunn & Peterson 1965). Aunque inicialmente el término 'depresión de Gunn-Peterson' se utilizó únicamente para referirse a la absorción en Ly α producida por el medio intergaláctico atómico antes de la reionización, el medio ionizado puede dar lugar también a una depresión cuando la fracción neutra es suficientemente grande para que todas las partes del medio intergaláctico, incluso las de menor densidad en los vacíos, absorban esencialmente todo el flujo. Debido al aumento de la densidad media del gas en el Universo, y al mayor ritmo de recombinación a alto CR, es de esperar que prácticamente todo el flujo a longitudes de onda menores que la línea Ly α sea absorbido a $z \gtrsim 6$, incluso si la reionización ocurrió a mayor CR (Miralda-Escudé et al. 1999).

Finalmente, otra técnica importante de detección de galaxias a alto CR es mediante la línea de emisión de Ly α (Thompson et al. 1995; Thommes et al. 1998; Meisenheimer et al. 1998; Hu, Cowie, & McMahon 1998). En regiones de formación estelar, la mayor parte de la radiación ionizante emitida por estrellas jóvenes es generalmente absorbida por hidrógeno interestelar, y la energía se reemite en fotones de recombinación, siendo Ly α la línea más brillante. La búsqueda de líneas de emisión de objetos a alto CR tiene la ventaja de que el fondo de cielo puede reducirse observando solamente en una banda estrecha de longitudes de onda, especialmente cuando se seleccionan longitudes de onda de buena transparencia atmosférica (especialmente importante a $z \gtrsim 5$, cuando la línea Ly α se desplaza hasta el infrarrojo).

Es evidente a partir de las figuras 2 y 4 que la dificultad en la detección de galaxias a CR progresivamente mayor aumenta rápidamente para $z \gtrsim 5$, puesto que el flujo de las galaxias debe disminuir no sólo debido al mayor CR, sino a la baja luminosidad de las primeras galaxias, debida a su menor masa comparada con las galaxias actuales. Esa predicción de la teoría MIF sugiere que en el futuro, las fuentes detectadas a mayor CR podrían ser supernovas, las cuales debieron ocurrir tan pronto como las primeras estrellas se formaron (Miralda-Escudé & Rees 1997). La proyectada misión *New Generation Space Telescope* (NGST) podría detectar supernovas hasta $z \sim 10$ (Stockman & Mather 1997). Una posibilidad interesante que podría permitir acelerar el estudio observacional de las primeras estrellas es que los estallidos de rayos gamma, con sus brillantes contrapartidas ópticas (p.e., Metzger et

al. 1997), sean un fenómeno asociado con estrellas masivas, ocurriendo por consiguiente a los mayores CR donde existían estrellas. Las contrapartidas ópticas serían detectables en observatorios terrestres, corridas al infrarrojo, mientras que en el visible no habría contrapartida debido a la depresión de Gunn-Peterson y a la absorción por fotoionización. En el caso de los estallidos de rayos gamma, el reto observacional podría consistir en identificar una pequeña fracción de esos eventos a mayor CR que cualquier otra fuente conocida, y distinguirlos de estallidos a menor CR pero con un gran enrojecimiento debido a polvo interestelar cerca de la fuente, que pueden tener características fotométricas similares.

Conclusiones

La cosmología observacional está entrando en una etapa de descubrimiento, con nuevas técnicas para la detección de galaxias débiles que empujan la frontera de alto CR hacia la época de la formación de las primeras galaxias. Al mismo tiempo, la medición precisa de las fluctuaciones en la radiación de fondo, la realización de nuevas medidas de CR de galaxias, y la continuación de la búsqueda de supernovas a alto CR para la medición de la geometría cósmica, prometen fijar los parámetros del Universo y del modelo cosmológico. Hemos visto que la teoría MIF reproduce con gran éxito las observaciones acumuladas hasta el presente sobre estructura a gran escala. Sin embargo, el estado actual de la teoría deja muchas preguntas abiertas: ¿cuál es la naturaleza de la materia invisible? ¿Existe realmente una “energía de vacío” que da cuenta de la densidad necesaria para alcanzar la densidad crítica? ¿Cuál es la naturaleza de esta energía de vacío, cuál es su ecuación de estado, y por qué existe? ¿Qué proceso generó las fluctuaciones de densidad? ¿Qué determinó su amplitud? ¿Son las fluctuaciones primordiales exactamente adiabáticas y gaussianas, y es su espectro perfectamente invariante en escala, o existen pequeñas desviaciones de esta simple hipótesis? Esas preguntas, que nos llevan al misterio de la época de inflación y al origen del Universo, ocuparán probablemente el centro de interés en el futuro de la cosmología observacional, cuyo avance permitirá también descifrar la historia de la formación de las galaxias, desde el colapso de las primeras estrellas hasta el presente.

Quisiera agradecer a David Weinberg por proporcionarme un código para calcular el espectro de potencias, y a Gustavo Bruzual, Stephane Charlot y Max Tegmark por permitir la reproducción de resultados de sus trabajos en este artículo. Agradezco también diversas conversaciones con Martin Haehnelt, Martin Rees y David Weinberg.

Bibliografía

Abel, T., Anninos, P., Norman, M. L., & Zhang, Y. 1998, ApJ, 508, 518

- Adelberger, K. L., Steidel, C. C., Giavalisco, M., Dickinson, M., Pettini, M., & Kellogg, M. 1998, ApJ, 505, 18
- Bahcall, N. A., Lubin, L. M., & Dorman, V. 1995, ApJ, 447, L81
- Bahcall, N. A., & Fan, X. 1998, ApJ, 504, 1
- Bechtold, J., Crotts, A. P. S., Duncan, R. C., & Fang, Y. 1994, ApJ, 437, L83
- Bennett, C. L., et al. 1996, ApJ, 464, L1
- Bertschinger, E. 1996, en “Cosmology and Large-Scale Structure”, Proc. of the Les Houches Summer School, Session LX, eds. R. Schaeffer, J. Silk, M. Spiro, J. Zinn-Justin (Netherlands: Elsevier).
- Bi, H. G. 1993, ApJ, 405, 479
- Bi, H. G., Börner, G., & Chu, Y. 1992, A&A, 266, 1
- Binney, J. 1977, ApJ, 215, 483
- Blumenthal, G. R., Faber, S. M., Primack, J. R., & Rees, M. J. 1984, Nature, 311, 517
- Bond, J. R. 1996, en “Cosmology and Large-Scale Structure”, Proc. of the Les Houches Summer School, Session LX, eds. R. Schaeffer, J. Silk, M. Spiro, J. Zinn-Justin (Netherlands: Elsevier).
- Bond, J. R., Kaiser, N., Cole, S., & Efstathiou, G. 1991, ApJ, 379, 440
- Bruzual, A., & Charlot, S. 1993, ApJ, 405, 538
- Bunn, E. F., & White, M. 1997, ApJ, 480, 6
- Burles, S., & Tytler, D. 1998, ApJ, 507, 732
- Calzetti, D., in Proceedings of the Ringberg Workshop on Ultraluminous Galaxies (Kluwer) (astro-ph/9902107)
- Cen, R., Miralda-Escudé, J., Ostriker, J. P., & Rauch, M. 1994, ApJ, 437, L9
- Couchman, H. M. P., & Rees, M. J. 1986, MNRAS, 221, 53
- Dinshaw, N., Impey, C. D., Foltz, C. B., Weymann, R. J., & Chaffee, F. H. 1994, ApJ, 437, L87
- Dekel, A., & Silk, J. 1986, ApJ, 303, 39
- Eales, S., Lilly, S., Gear, W., Dunne, L., Bond, J. R., Hammer, F., Le Fèvre, O., & Crampton, D. 1998, ApJL, submitted.
- Efstathiou, G. 1990, en *Physics of the Early Universe*, eds. J. A. Peacock, A. F. Heavens, & A. T. Davies, 361. Edinburgh, UK: SUSSP, Publishers.
- Eke, V. R., Cole, S., & Frenk, C. S. 1996, MNRAS, 282, 263
- Ellis, R. S. E. 1987, ARA&A 35, 389
- Fabian, A. C., Nulsen, P. E. J., & Canizares, C. R. 1991, A&A Rev, 2, 191
- Fall, S. M., & Efstathiou, G. 1980, MNRAS, 193, 189
- Fall, S. M., & Rees, M. J. 1985, MNRAS, 298, 18
- Fixsen, D. J., Dwek, E., Mather, J. C., Bennett, C. L., Shafer, R. A. 1998, ApJ, 508, 123
- Gaetz, T. J., & Salpeter, E. E. 1983, ApJS, 52, 155
- Giavalisco, M., Steidel, C. C., Adelberger, K. L., Dickinson, M., Pettini, M., & Kellogg, M. 1998, ApJ, 503, 543
- Gott, J. R., Schramm, D. N., & Tinsley, B. M. 1974, ApJ, 194, 543
- Governato, F., Babul, A., Quinn, T., Tozzi, P., Baugh, C. M., Katz, N., & Lake, G. 1998, submitted to MNRAS (astro-ph/9810386)

- Guhathakurta, P., Tyson, J. A., & Majewski, S. R. 1990, ApJ, 357, L9
- Gunn, J. E., & Peterson, B. A. 1965, ApJ, 142, 1633
- Haardt, F., & Madau, P. 1996, ApJ, 461, 20
- Haiman, Z., & Loeb, A. 1997, ApJ, 483, 21
- Haiman, Z., & Loeb, A. 1998, ApJ, 503, 505
- Haiman, Z., Rees, M. J., & Loeb, A. 1997, ApJ, 476, 458
- Hauser, M. G., et al. 1998, ApJ, 508, 25
- Hernquist L., Katz, N., Weinberg, D. H., & Miralda-Escudé, J. 1996, ApJ, 457, L5
- Hu, E. M., Cowie, L. L., & McMahon, R. G. 1998, ApJ, 502, L99
- Hu, W., & Sugiyama, N. 1996, ApJ, 471, 542
- Hughes, D., et al. 1998, Nature, 394, 241
- Jing, Y. P., Mo, H. J., & Börner, G. 1998, ApJ, 494, 1
- Kaiser, N. 1984, ApJ, 284, L9
- Kauffmann, G., Nusser, A., & Steinmetz, M. 1997, MNRAS, 286, 795
- Madau, P. 1991, ApJ, 376, L33
- Madau, P. 1992, ApJ, 389, L1
- Madau, P. 1999, to appear in Physica Scripta, Proceedings of the Nobel Symposium, Particle Physics and the Universe (astro-ph/9902228)
- McGill, C. 1990, MNRAS, 242, 544
- Madau, P., Ferguson, H. C., Dickinson, M. E., Giavalisco, M., Steidel, C. C., & Fruchter, A. 1996, MNRAS, 283, 1388
- Meisenheimer, K., et al. 1998, in "The Young Universe", eds. S. D'Odorico, A. Fontana, E. Giallongo, p. 134
- Metzger, M. R., et al. 1997, Nature, 387, 878
- Miralda-Escudé, J., Haehnelt, M., & Rees, M. J. 1999, submitted to ApJ (astro-ph/9812306)
- Miralda-Escudé, J., & Ostriker, J. P. 1990, ApJ, 350, 1
- Miralda-Escudé, J., & Rees, M. J. 1993, MNRAS, 260, 617
- Miralda-Escudé, J., & Rees, M. J. 1997, ApJ, 478, L57
- Miralda-Escudé, J., & Rees, M. J. 1998, ApJ, 497, 21
- Miralda-Escudé J., Cen R., Ostriker, J.P., & Rauch, M. 1996, ApJ, 471, 582
- Navarro, J. F., & Steinmetz, M. 1997, ApJ, 478, 13
- Ostriker, J. P. 1993, ARA&A, 31, 689
- Peebles, P. J. E. 1968, ApJ, 153, 1
- Peebles, P. J. E. 1980, *The Large-Scale Structure of the Universe* (Princeton: Princeton University Press).
- Peebles, P. J. E., & Vilenkin, A. 1998 (astro-ph/9810509)
- Perlmutter, S., et al. 1998, Nature, 391, 51
- Press, W. H., & Schechter, P. 1974, ApJ, 193, 437
- Rauch, M. 1998, ARA&A, 36, 267
- Rauch, M., Miralda-Escudé, J., Sargent, W. L. W., Barlow, T. A., Weinberg, D. H., Hernquist, H., Katz, N., Cen, R., & Ostriker J. P. 1997, ApJ, 489, 7
- Rees, M. J., & Ostriker, J. P. 1977, MNRAS, 179, 541
- Riess, A. G., et al. 1998, AJ, 116, 1009
- Saslaw, W. C., & Zipoy, D. 1967, Nature, 216, 976
- Silk, J. 1977, ApJ, 211, 638
- Smail, I., Ivison, R. J., & Blain, A. W. 1997, ApJ, 490, L5
- Steidel, C. C. 1998a, to appear in Proceedings of the Xth Rencontres de Blois, "The Birth of Galaxies" (astro-ph/9812167)
- Steidel, C. C. 1998b, to appear in Proceedings of the MPA/ESO Conference "Evolution of Large-Scale Structure" (astro-ph/9811400)
- Steidel, C. C., Giavalisco, M., Pettini, M., Dickinson, M., & Adelberger, K. L. 1996, ApJ, 462, L9
- Steidel, C. C., Adelberger, K. L., Giavalisco, M., Dickinson, M., & Pettini, M. 1998, ApJ, in press (astro-ph/9811399)
- Stockman, H., & Mather, J. 1997, in "Galaxy Interactions at Low and High Redshift", IAU Symp. 186
- Tegmark, M., Silk, J., Rees, M. J., Blanchard, A, Abel, T., & Palla, F. 1997, ApJ, 474, 1
- Thommes, E., et al. 1998, MNRAS, 293, L6
- Thompson, D., Djorgovski, S., & Trauger, J. 1995, AJ, 110, 963
- Thoul, A., & Weinberg, D. H. 1996, ApJ, 465, 608
- Trimble, V. 1987, ARA&A, 25, 425
- Viana, P. T. P., & Liddle, A. R. 1996, MNRAS, 281, 323
- White, D. A., & Fabian, A. C. 1995, MNRAS, 273, 72
- White, S. D. M. 1996, en "Cosmology and Large-Scale Structure", Proc. of the Les Houches Summer School, Session LX, eds. R. Schaeffer, J. Silk, M. Spiro, J. Zinn-Justin (Netherlands: Elsevier). (astro-ph/9410043)
- White, S. D. M., & Frenk, C. S. 1991, ApJ, 379, 52
- White, S. D. M., Navarro, J. F., Evrard, A. E., & Frenk, C. S. 1993, Nature, 366, 429
- White, S. D. M., & Rees, M. J. 1978, MNRAS, 183, 341
- Zhang, Y., Anninos, P., & Norman, M. L. 1995, ApJ, 453, L57
- Zhang, Y., Meiksin A., Anninos, P., & Norman, M. L. 1998, ApJ, 495, 63
- Zucca, E., et al. 1997, A&A, 326, 477

Moléculas en el medio interestelar y circunestelar: procesos químicos

José Cernicharo cerni@astro.iem.csic.es

*CSIC. Instituto de Estructura de la Materia,
Dpto. Física Molecular,
C/Serrano 121. 28006 Madrid*

Abstract

This paper is addressed to young physicists starting their Ph.D. work in Astrophysics. Rather than providing a detailed review on the chemistry of the interstellar and circumstellar media I have preferred to show the basic hypotheses and the well-established chemical reactions used in Molecular Astrophysics to explain the chemical richness of the gas in molecular clouds. The reader will find excellent papers and books on interstellar and circumstellar chemistry in the reference list.

I start with a brief overview of the origin of Molecular Astrophysics and the scientific and technical developments that have permitted to carry out many important discoveries in the last thirty years. The formation of molecular species in molecular clouds is analysed on the basis of the chemical reactions that could apply under the extreme physical conditions of the interstellar space. The open problems, i.e., very large molecules and molecular complexity, are analysed in the last section. I also stress the importance of future instruments (*FIRST*, ALMA, GRANTECAN, VLT ...) in the study of the interstellar and circumstellar media.

Resumen

Este artículo está dirigido a los jóvenes licenciados en Ciencias Físicas que empiezan su tesis doctoral en astrofísica. No he pretendido realizar un análisis detallado de la química en el medio interestelar y circunestelar, sino esbozar los métodos que se utilizan en astrofísica molecular para explicar la riqueza química del gas en las nubes moleculares. Los que deseen profundizar en estos temas encontrarán en la lista de referencias el material necesario. El objetivo principal de este artículo es mostrar a nuestros jóvenes astrónomos la enorme importancia que la astrofísica molecular ha adquirido en los últimos años para estudiar las condiciones físicas del gas en todos los rincones del Universo. Comenzamos con una pequeña introducción histórica sobre el origen de la astrofísica molecular y los desarrollos científicos y técnicos que han permitido realizar importantes descubrimientos en los últimos treinta años. Después se analiza el problema de la formación de las moléculas y de la complejidad química del medio interestelar y circunestelar. Los problemas pendientes (grandes moléculas) son analizados en la última sección donde también se insiste en el enorme potencial que los futuros instrumentos (*FIRST*, ALMA, GRANTECAN, VLT, ...) tendrán en el estudio del medio interestelar y circunestelar.

Introducción

Hace más de 60 años los astrónomos descubrieron una serie de líneas en el espectro de estrellas levemente enrojecidas que asignaron correctamente a las transiciones electrónicas de CH, CH⁺ y CN (Dunham & Adams 1937a,b; Swings & Rosenfeld 1937; McKellar 1941a,b). Las líneas eran tan estrechas que no podían ser de origen estelar. Concluyeron que se trataba de especies moleculares presentes en el medio difuso interestelar. La presencia de moléculas en el espacio era ya conocida pero sólo se habían detectado en las atmósferas de estrellas frías en las últimas etapas de su evolución, las estrellas AGB (*Asymptotic Giant Branch*). El descubrimiento de moléculas en el medio interestelar abrió una línea de investigación en astrofísica que 60 años más tarde se ha convertido, por derecho propio, en una de las áreas más excitantes de la exploración del Universo: la astrofísica molecular.

Las tres moléculas inicialmente detectadas en el óptico plantearon numerosos problemas de interpretación. ¿Cómo era posible que se formasen en el medio difuso interestelar?, ¿qué escalas de tiempo eran necesarias?, ¿había más moléculas en el espacio?, ¿cuáles podrían ser?. Todas estas preguntas quedaron sin respuesta satisfactoria durante cerca de 30 años.

Hoy en día sabemos que en cualquier dirección de observación existen especies moleculares complejas (ver figuras 1, 2 y 3 y la tabla 1). La molécula de CO es tan abundante en el medio interestelar y en las galaxias exteriores que puede ser utilizada para trazar una gran variedad de condiciones físicas, desde gas a muy baja temperatura (como en las nubes oscuras) a gas a temperaturas muy altas, como en los choques de los jets protoestelares (ver figura 1), o incluso en las regiones más internas de las envolturas circunestelares donde la temperatura puede alcanzar los 1500 K (ver figura 3). Hasta en los objetos más lejanos la molécula de CO puede ser utilizada para trazar la masa gaseosa de los objetos observados (ver figura 1).

H₂, CO, así como otras especies más complejas, son moléculas omnipresentes en el Universo. Hasta ahora se han detectado cerca de 120 especies moleculares en el espacio y el número aumenta a razón de 2-3 especies por año (ver tabla 1). La figura 2 muestra un espectro típico de la emisión molecular en la envoltura de una estrella evolucionada rica en carbono, IRC+10216, en el dominio de longitudes de onda radio. El espectro está dominado por las transiciones rotacionales puras de una gran variedad de especies moleculares, en particular de radicales ricos en carbono. La mayor parte de las líneas proceden de una capa externa de la envoltura, donde la radiación UV produce la fotodisociación de las especies moleculares formadas en las zonas más internas y acelera considerablemente los procesos químicos y la formación de especies moleculares complejas.

La figura 3 muestra el mismo objeto observado en el infrarrojo lejano con el satélite *ISO*: el espectro está dominado por las líneas de CO y HCN; ambas moléculas se forman en las regiones más internas de la envoltura.

Tabla 1. Lista de moléculas observadas en el espacio

<u>Moléculas diatómicas</u>	
AlF AlCl C ₂ CH CH ⁺ CN CO CO ⁺ CP CS SiC	
HCl H ₂ KCl NH NO NS NaCl OH PN SO SO ⁺	
SiN SiO SiS HF	
<u>Moléculas triatómicas</u>	
C ₃ C ₂ H C ₂ O C ₂ S CH ₂ HCN HCO HCO ⁺ HCS ⁺ HOC ⁺	
H ₂ O H ₂ S HNC HNO MgCN MgNC N ₂ H ⁺ N ₂ O NaCN OCS	
SO ₂ c-SiC ₂ CO ₂ NH ₂ H ₃ ⁺	
<u>Moléculas con cuatro átomos</u>	
c-C ₃ H l-C ₃ H C ₃ N C ₃ O C ₃ S C ₂ H ₂ CH ₂ D ⁺ HCCN HCNH ⁺	
HNCO HNCs HOCO ⁺ H ² CO H ₂ CN H ₂ CS H ₃ O ⁺ NH ₃ SiC ₃	
<u>Moléculas con cinco átomos</u>	
C ₅ C ₄ H C ₄ Si l-C ₃ H ₂ c-C ₃ H ₂ CH ₂ CN CH ₄ HC ₃ N HC ₂ NC HCOOH H ₂ CHN H ₂ C ₂ O H ₂ NCN HNC ₃ SiH ₄ H ₂ COH ⁺	
<u>Moléculas con seis átomos</u>	
C ₅ H C ₅ O C ₂ H ₄ CH ₃ CN CH ₃ NC CH ₃ OH CH ₃ SH HC ₃ NH ⁺ HC ₂ CHO	
HCONH ₂ l-H ₂ C ₄ C ₅ N	
<u>Moléculas con siete átomos</u>	
C ₆ H CH ₂ CHCN CH ₃ C ₂ H HC ₅ N HCOCH ₃ NH ₂ CH ₃ c-C ₂ H ₄ O	
<u>Moléculas con ocho átomos</u>	
CH ₃ C ₃ N HCOOCH ₃ CH ₃ COOH C ₇ H H ₂ C ₆	
<u>Moléculas con nueve átomos</u>	
CH ₃ C ₄ H CH ₃ CH ₂ CN (CH ₃) ₂ O CH ₃ CH ₂ OH HC ₇ N C ₈ H	
<u>Moléculas con diez átomos</u>	
CH ₃ C ₅ N (CH ₃) ₂ CO NH ₂ CH ₂ COOH	
<u>Moléculas con más de diez átomos</u>	
HC ₉ N HC ₁₁ N	

Uno de los resultados más curiosos obtenidos a partir de las observaciones ópticas de los años 30 y 40 fue que la temperatura de rotación, es decir, la temperatura a la que aparentemente estaban poblados los niveles de la molécula de CN, era de aproximadamente 2.3–2.7 K. Por otra parte, dicha temperatura era independiente de la dirección de observación seleccionada. Este resultado histórico de Mc Kellar (1941a,b) no pudo ser apreciado dentro de un contexto cosmológico. En lugar de una excitación por radiación UV o por colisiones, como se sugirió, esa temperatura indicaba, como hoy en día sabemos, que las moléculas se encuentran en equilibrio radiativo con la radiación de fondo. ¡El fondo cósmico de microondas fue observado unos 25 años antes de que Penzias y Wilson realizasen su ya famoso experimento de la medida de la radiación de fondo y su carácter isotrópico! Las moléculas no sólo trazan las condiciones físicas del gas donde se encuentran, sino que también pueden describir propiedades mucho más generales como la radiación de fondo, la radiación infrarroja ambiente o el campo UV galáctico.

Las moléculas en el medio interestelar y circunestelar

A principios de los años 60 se inició una gran revolución: se desarrollaron los primeros receptores de ondas de radio suficientemente sensibles y se construyeron los grandes radiotelescopios. OH fue la primera especie detectada por técnicas radioastronómicas (Weinreb et al. 1963), aunque su presencia en el espacio ya había sido sugerida por Shklovskii en 1949. CH fue también detectada en radio en los años 60 pero su presencia en el medio interestelar ya era conocida a través de las observaciones ópticas. Este descubrimiento, más o menos predicho por algunos modelos rudimentarios de química y por la intuición de algunos astrónomos, fue seguido por la detección de NH₃, H₂CO y H₂O. A principios de los 70, Penzias y sus colaboradores detectaron con el radiotelescopio de Kitt Peak la molécula de monóxido de carbono. Este descubrimiento fue de gran importancia ya que CO es la molécula que ha permitido observar la componente gaseosa de nuestra galaxia y de los objetos más lejanos (ver figura 1). En los 70 se detectaron tantas especies, HCN, CS, SiO, OCS, CH₃OH, HNC, HCO⁺..., que el origen de esas moléculas empezó a ser

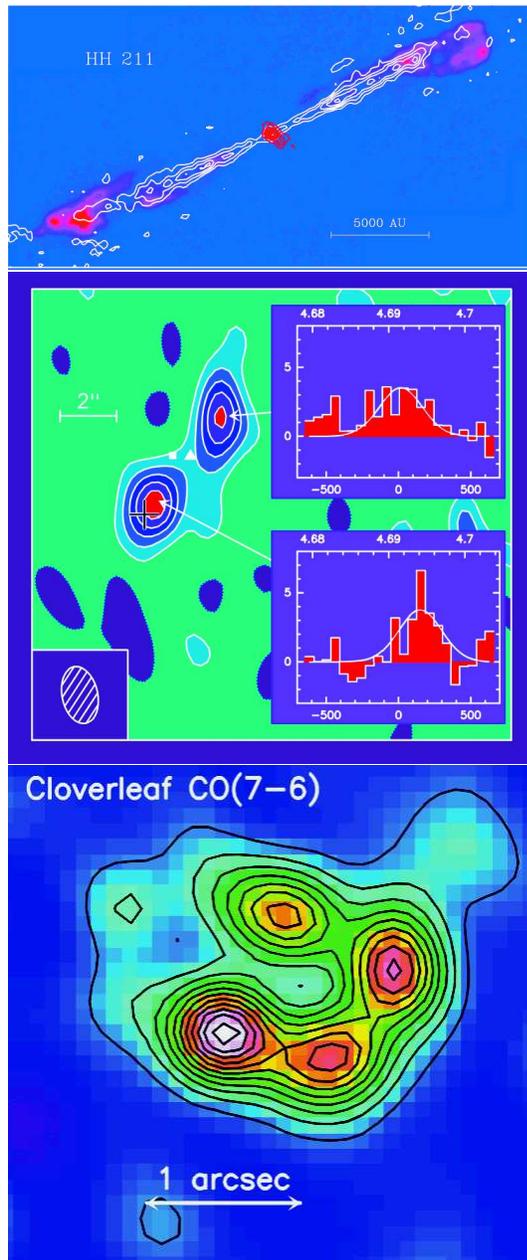


Fig. 1. Ejemplos de la omnipresencia de CO en el Universo. Imagen superior: emisión de CO en el objeto Herbig-Haro HH211 obtenida con el interferómetro del Plateau de Bure. La emisión está altamente colimada y representa la contrapartida molecular al *jet* óptico (Gueth y Guilloteau 1999). Imagen central: emisión de CO ($J=5-4$) observada con el interferómetro del Plateau de Bure (IRAM) en la dirección del cuasar Br1202-0725, uno de los más distantes conocidos hasta ahora. Los contornos en la parte izquierda de la imagen representan la emisión en el continuo de este objeto a 1.3 mm (o sea a unas 200 μm en el sistema de referencia del objeto). Esta detección muestra que los elementos pesados (C,O) eran muy abundantes en las primeras etapas de la vida del Universo y que debieron ser formados por las primeras generaciones de estrellas. El desplazamiento hacia el rojo de este objeto, z , es 4.69 (Omont et al., 1996). Imagen inferior: lente gravitacional de la Cloverleaf ($z=2.558$) en la transición 7-6 del monóxido de carbono (Alloin et al., 1997). Todas las figuras han sido obtenidas de la página web del IRAM (<http://iram.fr>)

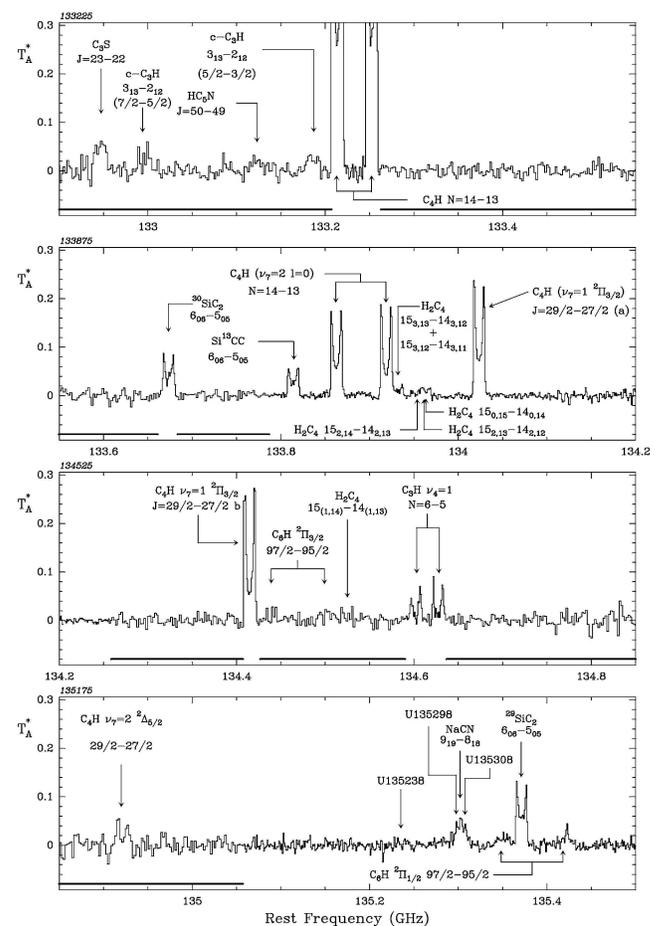


Fig. 2. Espectro de la estrella carbonada IRC+10216 entre 132.9 y 135.5 GHz observado con el radiotelescopio de 30 metros del IRAM. Algunas líneas son desconocidas, pero la mayor parte de ellas pertenecen a las transiciones rotacionales de cadenas carbonadas y de especies metálicas. La resolución espectral es de 1 MHz excepto en las zonas indicadas por las líneas horizontales donde la resolución espectral es de 2 MHz (Cernicharo, Guélin & Kahane, 1999)

uno de los problemas más apremiantes de la incipiente astrofísica molecular. Los primeros modelos empezaron a desarrollarse y a predecir razonablemente bien algunas de las abundancias que se observaban (ver por ejemplo la figura 5). Por esas fechas ya se sabía que, aunque inobservable por su falta de momento dipolar permanente, el hidrógeno molecular era la especie molecular más abundante en cualquier entorno astrofísico. H_2 se observó a través de sus transiciones electrónicas en el medio difuso interestelar (ver figura 4). ISO ha permitido observar las transiciones rotacionales puras de H_2 en medios de alta temperatura –choques–; sin embargo, la mayor parte del hidrógeno molecular se encuentra en regiones de alta absorción visual y de baja temperatura por lo que su observación directa queda fuera de la sensibilidad de los instrumentos actuales.

La importancia de las moléculas es doble, por un lado nos permiten estudiar las reacciones químicas que las producen, y por otro, determinar el enriquecimiento

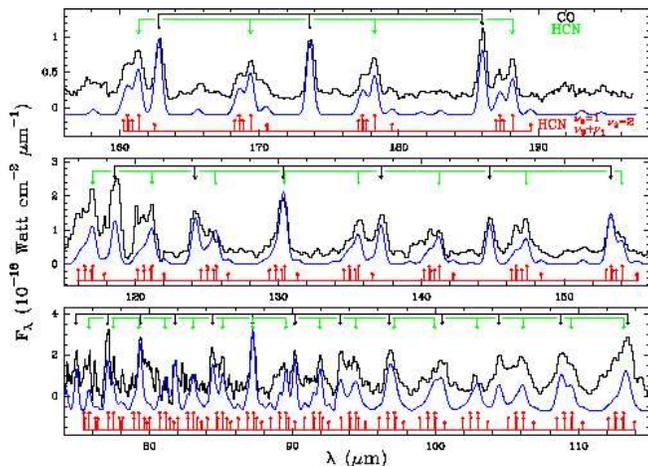


Fig. 3. Espectro de IRC+10216 en el infrarrojo lejano observado con el espectrómetro LWS a bordo del satélite ISO. La emisión del continuo ha sido sustraída. El espectro está dominado por las transiciones rotacionales puras de CO y HCN (este último en todos sus estados vibracionales). Para más detalles ver Cernicharo et al., 1996

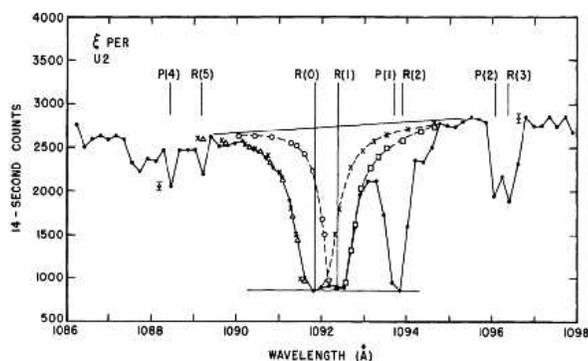


Fig. 4. Observaciones de las líneas de H₂ en el UV en la dirección de ξ Per. Las líneas corresponden a la transición $v=1-0$ de la banda $1 \sum_g^+ \rightarrow B^1 \sum_u^+$ del hidrógeno molecular (tomada de Spitzer et al. 1973)

químico del medio interestelar. Este aspecto es de gran importancia ya que es en las nubes de gas del medio interestelar donde se forman nuevas estrellas y por lo tanto nuevos planetas. El material sólido a partir del cual se forman los planetas, asteroides y demás objetos de un sistema estelar tiene su origen en los granos de polvo. A su vez, los granos de polvo se forman y crecen a partir de las moléculas que se van condensando sobre ellos. Los propios granos de polvo se forman en las atmósferas de las estrellas AGB a partir de la condensación de especies moleculares refractarias (SiO, SiC, SiS, AlO₂ ...) que se forman en condiciones químicas de equilibrio termodinámico. Cuando la temperatura es inferior a un cierto valor crítico, variable para cada molécula, las especies moleculares refractarias empiezan a formar agregados (siempre y cuando la densidad sea

suficientemente alta para que el proceso pueda ocurrir en escalas de tiempo inferiores a la evolución dinámica de la envoltura expansión). Estos agregados, una vez formados, constituyen los núcleos de condensación para el resto de las especies moleculares (CO, HCN, C₂H₂ ... en estrellas ricas en carbono, CO, H₂O, OH ... en estrellas ricas en oxígeno).

Las especies moleculares depositadas en los granos de polvo pueden ser observadas a través de las bandas moleculares en estado sólido (hielos) en el infrarrojo cercano y medio. Dichas observaciones nos permiten determinar la composición de los mantos de hielo que recubren los núcleos de silicatos de los granos de polvo y trazar una historia de la evolución química de dichos granos. ISO ha proporcionado una auténtica panoplia de bandas moleculares en estado sólido. La fracción de moléculas que se encuentran en fase gaseosa y en estado sólido, nos permiten determinar algunos de los procesos químicos que ocurren en el colapso de las nubes interestelares en su ineludible evolución hacia la formación de nuevas estrellas. Las moléculas también juegan un papel esencial en los procesos de calentamiento y enfriamiento del gas. Consecuentemente tienen un papel esencial en la evolución dinámica del gas. Por otro lado, las moléculas pueden ser utilizadas para trazar las condiciones físicas del medio interestelar. La población de los niveles rotacionales, vibracionales y electrónicos de las moléculas depende de la temperatura, densidad, campo de radiación, etc. La observación en radioastronomía, en el infrarrojo y en el óptico de la emisión de distintas especies moleculares nos permite determinar las condiciones físico-químicas del gas donde se produce dicha emisión. Las figuras 2 y 3 muestran como transiciones rotacionales entre niveles de baja energía trazan una región bastante extensa de la envoltura de una estrella evolucionada (zonas externas de baja temperatura) mientras que las transiciones entre niveles de alta energía, permiten estudiar las regiones más internas donde se necesita una mayor densidad y temperatura para poblar los niveles rotacionales de una manera significativa.

Las reacciones químicas en el medio interestelar

La interpretación de los datos desde el punto de vista de la química ha constituido un gran desafío para la astrofísica molecular. La razón la podemos encontrar en la tabla 1 donde se muestran todas las especies detectadas hasta hoy. Conforme el número de moléculas detectadas aumentaba había que incorporar más reacciones a los modelos y estos crecían en complejidad (ver figura 5 donde se describen los mecanismos de formación de CH⁺).

El problema estriba en que la mayor parte de las moléculas de la tabla 1 son inestables, radicales que en la Tierra tienen tiempos de vida sumamente cortos. Las velocidades de reacción eran, y todavía lo son, desconocidas y sólo se han podido estimar, exceptuando algunos

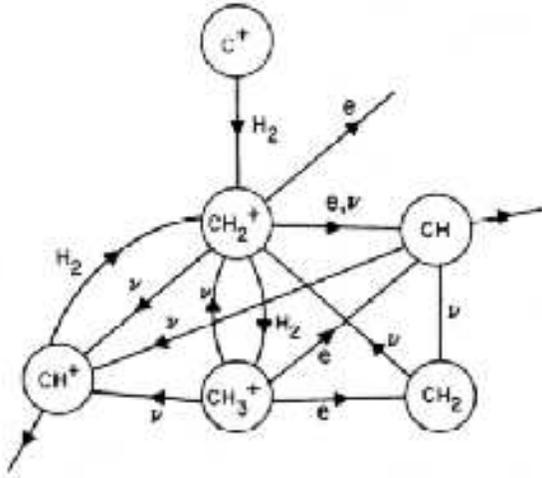


Fig. 5. Esquema propuesto por Black, Dalgarno y Oppenheimer en 1975 para explicar la formación de CH⁺ en el medio difuso interestelar. Las reacciones claves son C⁺ + H₂ → CH₂⁺; CH₂⁺ + H₂ → CH₃⁺ seguidas ambas de disociación radiativa para formar CH⁺. Este modelo también contempla la ionización directa de CH para formar CH⁺. CH se forma por recombinación electrónica a partir de CH₂⁺ y CH₃⁺. (ver también Watson 1974a). La figura es de Black et al., 1975

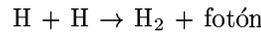
casos de medidas en el laboratorio, a través de complicados cálculos mecánico-cuánticos. La base de datos para química interestelar UMIST (Millar, Farquhar & Willacy, 1997; acceso directo en línea a través de <http://saturn.phy.umist.ac.uk:8000/~tjm/rate/rate.html>) contiene miles de reacciones químicas para más de trescientas especies moleculares. Un vistazo a dicha base de datos (y a las referencias incluidas en ella) da una idea de la amplitud del problema.

Por otra parte, los procesos químicos que gobiernan las abundancias moleculares no son siempre los mismos. En regiones bien protegidas de la radiación UV el proceso inicial es la ionización del hidrógeno molecular por rayos cósmicos. En una región de fotodisociación la radiación UV, juega un papel clave en todos los procesos químicos. En una estrella evolucionada, una parte de la química está dominada por reacciones de tres cuerpos que permiten al gas alcanzar un régimen de equilibrio (química en equilibrio termodinámico).

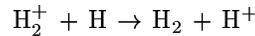
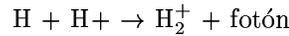
Puesto que el hidrógeno molecular es la molécula más abundante, el principal problema es saber cómo se forma. Desgraciadamente, en el medio interestelar la densidad y la temperatura son tan bajas que las reacciones del tipo:



son sumamente lentas. La constante k de la reacción precedente es $\sim 5 \cdot 10^{32} \text{ cm}^6 \text{ s}^{-1}$. Se necesitan densidades del orden de 10^{10} cm^{-3} para que dicha reacción sea eficiente. Sólo en las atmósferas frías de estrellas gigantes AGB se dan dichas densidades. La asociación radiativa

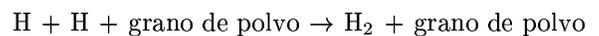


es poco eficaz. En este tipo de reacciones la molécula se forma en un estado electrónico excitado ($^3 \Sigma_u^+$) con una probabilidad de desexcitación espontánea al fundamental ($^1 \Sigma_g^+$) del orden de 10^{-5} s^{-1} . La energía en exceso debe ser eliminada a través de una colisión antes que los dos átomos de H se separen de nuevo (el tiempo típico de que H₂ efectúe una vibración). Dadas las bajas densidades del medio interestelar el tiempo medio entre colisiones no es suficiente para producir H₂ de una manera eficaz. Otras reacciones del tipo ion-neutro como



tampoco son eficientes. Mientras que la segunda reacción es bastante rápida, con $k \sim 10^{-9} \text{ cm}^3 \text{ s}^{-1}$, la primera reacción, que gobierna el resultado final, es mucho más lenta $k < 10^{-18} \text{ cm}^3 \text{ s}^{-1}$. Cualquier reacción en fase gaseosa es poco eficaz para producir H₂ al ritmo requerido por las observaciones (ver los libros de Duley & Williams 1985, Hartquist & Williams 1995, Bakes 1998, para un estudio detallado del problema). Desde el principio de los años setenta ya se sabía que incluso en el medio interestelar difuso la abundancia de H₂ era relativamente grande (ver figura 4). ¿Cómo se formaba pues el hidrógeno molecular?.

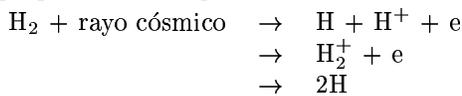
El problema de la formación de H₂ fue resuelto introduciendo un elemento adicional en la química: los granos de polvo. Dado que el hidrógeno es suficientemente ligero, los átomos que colisionan con los granos de polvo tienen una cierta probabilidad, una vez adheridos al grano, de poder desplazarse por su superficie. En su errático camino dichos átomos pueden encontrarse con otros y reaccionar químicamente. Si la molécula formada es suficientemente ligera puede a su vez desplazarse e incluso escapar de la superficie volviendo al gas. La reacción



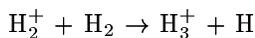
puede ser muy eficiente si la probabilidad de que un átomo de hidrógeno quede en la superficie del grano después de una colisión es superior a 0.2–0.4 para las propiedades típicas de los granos de polvo en el medio interestelar. Este proceso también puede servir para formar otras moléculas. Sin embargo, conforme las especies moleculares formadas en la superficie aumentan en complejidad y en peso, la probabilidad de que puedan escaparse disminuye. Para que la formación del hidrógeno en los granos sea un mecanismo eficiente, debe ocurrir una serie de procesos para los cuales nos faltan datos esenciales: la estructura de la superficie de los granos de polvo (presencia de zonas con bajo y alto potencial de ligadura, composición química...), y las velocidades de reacción a muy baja temperatura (del orden de 10 K en las nubes oscuras) en presencia de un catalizador, como es el caso de la superficie de los granos. Un esbozo de la teoría puede encontrarse en el libro de Duley & Williams (1985).

Una vez que hemos sido capaces de producir H₂ la formación del resto de las moléculas que se observan

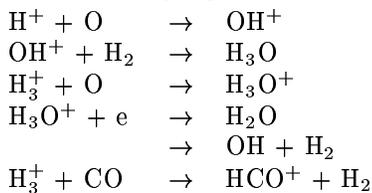
en el medio interestelar debe proceder a través de reacciones suficientemente rápidas. Las reacciones $A+B \rightarrow AB$ son lentas y en muchos casos poseen energías de activación muy altas, es decir se necesitan altas temperaturas para que funcionen o un tercer cuerpo para que absorba el exceso de energía producido en la reacción (véase el caso de H_2). Sin embargo las reacciones ion-neutro (McDaniel et al, 1970) del tipo $A^+ + BC \rightarrow AB^+ + C$ son muy rápidas y no suelen poseer energías de activación. Dependiendo del medio en que nos encontremos los iones precursores pueden ser diferentes. En el medio difuso interestelar la presencia de grandes cantidades de C^+ y de H_2 permite iniciar una serie de reacciones rápidas para producir CH y CH^+ (ver figura 5). En el medio interestelar denso (nubes oscuras, nubes moleculares) los fotones ultravioleta capaces de ionizar los átomos no llegan a penetrar y se requiere otro proceso para iniciar la química. El mecanismo que fue propuesto es el siguiente



con eficiencias del 2%, 88% y 10% respectivamente. La segunda vía es inmediatamente seguida de la reacción



Esta es en realidad la clave de toda la química en el medio interestelar (véase, por ejemplo, Watson 1973, 1974b; Watson 1978). El ion H_3^+ es sumamente reactivo y el desencadenante de la riqueza química del medio interestelar. Por ejemplo, la secuencia de reacciones



producen varias especies de gran interés como OH , H_2O y HCO^+ . Esta última molécula fue predicha por los modelos de química bastante antes de que fuese identificada en el medio interestelar. Desde las primeras observaciones con el telescopio de Kitt Peak se descubrió una línea intensa a 89.2 GHz de origen desconocido y que se bautizó con el nombre de "X-ogen". Se detectaba en todas las nubes moleculares. Los modelos predecían que HCO^+ debía ser muy abundante, por lo que se asignó la línea "X-ogen" con la transición $J=1-0$ de esta especie molecular. Se realizaron numerosos cálculos *ab-initio* y todo parecía indicar que la transición $J=1-0$ estaría muy cerca de "X-ogen". La producción de especies inestables en el laboratorio para medir su espectro de rotación no era una tarea baladí en aquellos días. Era prácticamente imposible. Se refinaron las técnicas de laboratorio y finalmente Woods et al. (1975) observaron por primera vez en el laboratorio un par de especies moleculares ionizadas: HCO^+ y NNH^+ . La frecuencia observada en el laboratorio coincidía exactamente con la de "X-ogen" (las frecuencias en el espacio se pueden determinar con una enorme precisión ya que muchas fuentes moleculares muestran anchuras de línea inferior a 1 km/s). Este éxito de la química

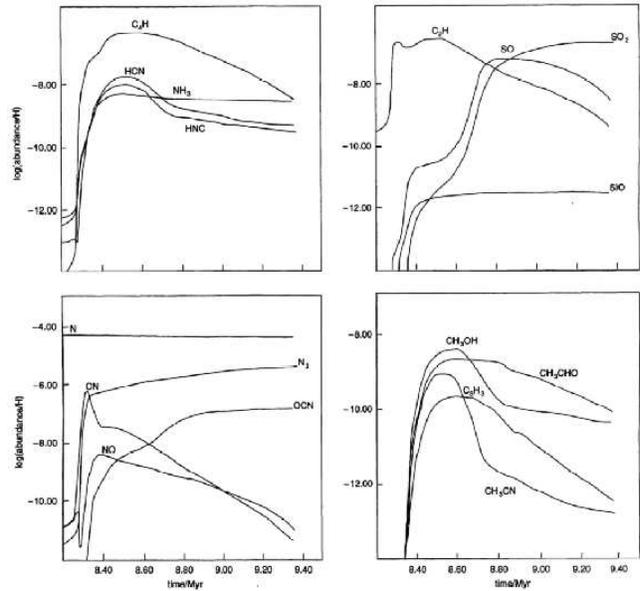


Fig. 6. Modelos químicos para una nube en colapso (tomada de El-Nawawy, Howe & Millar 1997). Los efectos temporales son evidentes para la mayor parte de las especies moleculares consideradas

ion-molécula propuesta al principio de los años 70 fue seguido de otros muchos. Se detectaron gran cantidad de moléculas complejas (ver la tabla 1) e incluso se predicen razonablemente bien las abundancias de especies tan grandes como $HC_{11}N$.

El mayor problema de la química estriba en determinar con suficiente precisión las velocidades de reacción. El número de vías posibles para la formación de las especies moleculares interestelares aumenta conforme aumenta el número de átomos de las moléculas a producir. La interacción con los grupos que desarrollan cálculos mecánico-cuánticos y con los laboratorios experimentales de química y espectroscopía, es una necesidad cada vez más imperiosa para poder interpretar las observaciones del medio interestelar y de las galaxias, desde las más cercanas hasta los objetos más lejanos (ver figura 1).

Las nubes moleculares no son objetos estáticos y la química interestelar tampoco alcanza las condiciones de equilibrio en la mayor parte de los casos. El acoplamiento de la evolución dinámica de las nubes con la química es absolutamente necesario para predecir correctamente las abundancias observadas. Dado que las reacciones que produce una especie molecular determinada hacen intervenir otras moléculas, que a su vez deben ser formadas por series de reacciones como las indicadas anteriormente, las abundancias moleculares presentan una fuerte dependencia con la edad de la nube. De esta manera se puede explicar que las abundancias relativas de las distintas especies moleculares cambien de nube a nube, o que determinadas especies que son abundantes en determinados objetos no sean detectadas en otros. La figura 6 muestra la variación de la abundancia de

algunas especies moleculares con el tiempo. El equilibrio se alcanza rápidamente para algunas especies como CO, mientras que otras moléculas necesitan mucho más tiempo para comenzar a tener abundancias significativas y próximas a las del equilibrio químico.

Una situación completamente diferente ocurre en los choques. Cuando el gas y los granos de polvo son acelerados a gran velocidad por diferentes procesos astrofísicos (vientos estelares, *jets*, campos magnéticos, etc.) e impactan con el gas ambiente, los granos de polvo pueden perder parte de sus mantos de hielo, e incluso fragmentarse, enriqueciendo el medio interestelar con una gran variedad de especies moleculares que son poco abundantes en el gas ambiente (ver los modelos de Schilke et al. 1997 y Walmsley, Pineau des Forets & Flower 1999). Por otro lado, la temperatura del gas aumenta considerablemente en el choque, lo que permite que determinadas reacciones químicas, que no eran eficientes en las condiciones normales del gas por poseer energías de activación altas, comiencen a dominar la química de esas regiones. Desde el punto de vista observacional, los efectos son realmente impresionantes ya que las abundancias moleculares cambian en varios ordenes de magnitud entre las distintas zonas (ver Bachiller 1996).

Los procesos químicos también son diferentes en las regiones de fotodisociación donde la química está controlada por la ionización de los átomos por fotones ultravioleta procedentes de una estrella brillante cercana (ver Hollenback & Tielens, 1997). Un estudio detallado observacional y teórico de NGC7023 (prototipo de región de fotodisociación) puede encontrarse en Fuente et al. (1993).

También en estrellas evolucionadas la química es completamente diferente, ya que la densidad cerca de la estrella es suficientemente alta para permitir una química en equilibrio termodinámico. Bajo esas condiciones sólo se forman las especies más estables para cada valor de la temperatura y de la densidad. En una estrella rica en carbono las especies más abundantes son H_2 , CO, C_2H_2 , HCN, CS, SiO y SiS, mientras que en una estrella rica en oxígeno las especies moleculares más abundantes son H_2 , CO, H_2O , CO_2 , SiO etc. En las partes exteriores de las envolturas circunestelares, las condiciones físicas son muy similares a las del medio interestelar y las reacciones químicas son idénticas a las descritas anteriormente. La única diferencia estriba en las condiciones iniciales. En estrellas evolucionadas las abundancias iniciales de las especies moleculares están determinadas por la química en equilibrio termodinámico dominante en sus zonas más internas. Las moléculas alrededor de la estrella comienzan en un momento dado a agregarse y a formar granos de polvo (en zonas donde la temperatura es inferior a unos 1000 K). La presión de radiación sobre los granos de polvo desencadena la expansión del polvo y del gas. Cuando la expansión ha producido una reducción significativa de la densidad y de la temperatura, las reacciones químicas propias del medio interestelar empiezan a modificar la composición de gas. La riqueza química en estos objetos

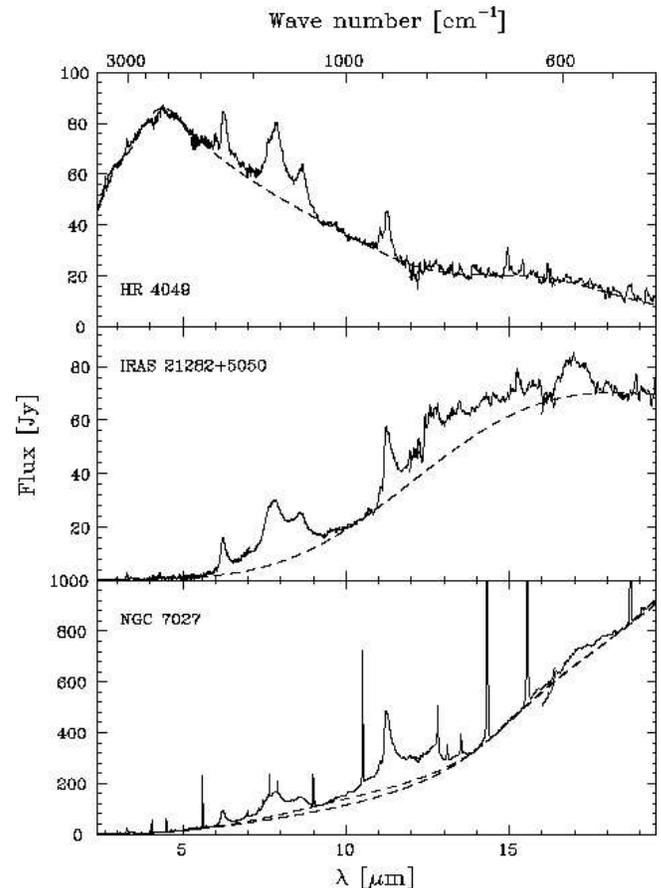


Fig. 7. Espectro entre 2.5 y 20 μm de tres estrellas evolucionadas ricas en carbono (la estrella post-AGB HR 4049 y las PNe IRAS21282+5050 y NGC7027. Las líneas discontinuas indican el nivel de continuo. Las bandas de emisión son atribuidas a todos los modos de vibración de moléculas carbonadas (*¿PAHs?*; tomada de Beintema et al. 1996)

es realmente impresionante. En IRC+10216 (ver figura 3) se han detectado más de cincuenta especies moleculares (Cernicharo, Guélin & Kahane 1999), entre ellas el radical más pesado encontrado hasta ahora: C_3H (Cernicharo & Guélin 1996) y las primeras moléculas conteniendo metales: NaCl, AlF, AlCl, KCl (Cernicharo & Guélin 1987). Los modelos químicos para estos objetos reproducen bien algunas de las abundancias observadas (ver Cherchneff & Glassgold 1993; Willacy & Cherchneff 1998) aunque es necesario un ajuste más fino de dichos modelos para reproducir todas las especies observadas en las zonas externas de las envolturas.

Grandes moléculas carbonadas

Además de las moléculas de la tabla 1 existe otra gran variedad de especies que son responsables de las bandas infrarrojas. Se han atribuido dichas bandas a los hidrocarburos policíclicos aromáticos (PAHs en el acrónimo inglés). La figura 7 muestra la importancia de la emisión infrarroja en dichas bandas en diferentes objetos.

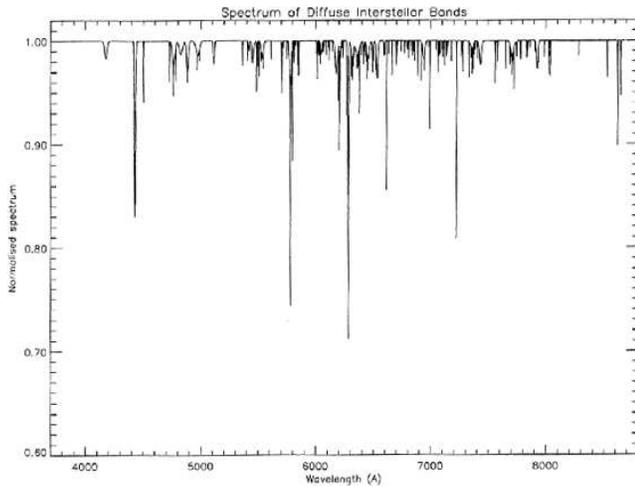


Fig. 9. Espectro sintético de los DIBs entre 3700 y 9000 Å. Nótese la cantidad de líneas estrechas entre 6000 y 7000 Å. Algunos DIBs como el de 4200 Å poseen, sin embargo, una anchura cercana a los 20 Å. El problema del origen de los DIBs permanece todavía sin resolver (figura tomada del artículo de Jenniskens & Désert, 1999)

Bibliografía

- Alloin D., Guilloteau S., Barvainis R., Antonucci R., Tacconi L., 1997, *A.&A.*, 321, 24
 Bachiller R., 1996, *ARA&A*, 34, 111
 Beintema D.A. et al., 1996, *A.&A.*, 1996, L369
 Bakes A.L.O., 1998, *The Astrochemical Evolution of the Interstellar Medium*, Twin Press
 Black J.H., Dalgarno A., Oppenheimer M., 1975, *ApJ*, 199, 636
 Bréchnac P., Pino T., 1999, *A.&A.*, 343, L49
 Cernicharo J., Guélin M., 1987, *A.&A.*, 183, L10
 Cernicharo J., Guélin M., Kahane C., 1999, *A.&A.*, in press
 Cernicharo J., et al., 1996, *A.&A.*, 315, L201
 Cernicharo J., Guélin M., 1996, *A.&A.*, 309, L27
 Duley W.W., Williams D.A., 1984, *Interstellar Chemistry*, Academic Press
 Dunham T. Jr., Adams W.S., 1937, *Publ. Am. Astr. Soc.*, 9, 5
 Dunham T. Jr., Adams W.S., 1937, *Publ. Am. Astr. Pac.*, 49, 26
 El-Nawawy M.S., Howe D.A., Millar T.J., *MNRAS*, 1997, 292, 481
 Fuente A., Martín-Pintado J., Cernicharo J., Bachiller R., 1993, *A.&A.*, 276, 473
 Gueth F., Guilloteau S., 1999, *A.&A.*, 343, 571
 Herbig G.H., 1995, *ARA&A*, 33, 19
 Hartquist T.W., Williams D.A., 1995, *The Chemically Controlled Cosmos*, Cambridge University Press.
 Hollenback D. J., Tielens A.G.G.M., *ARA&A*, 35, 179
 Jenniskens P., Désert F.X., 1994, *A.&A. Supp. Series*, 106, 39
 Swings P., Rosenfeld L., 1937, *ApJ*, 86, 483
 Tulej M., Kirkwood D. A., Pachkov M., Maier J. P., 1998, *ApJ*, 506, L69

- McDaniel E.W., Cermak V., Dalgarno A., Ferguson E.E., Friedman L., *Ion-Molecule Reactions*, Wiley-Interscience, New York 1970.
 McEwan M.J., Scott G.B.I., Adams N.G., Babcock L.M., Terzieva R., Herbst E., 1999, *ApJ*, 513, 287
 McKellar A., 1941a, *Publ. Astr. Soc. Pac.*, 52, 187
 McKellar A., 1941b, *Publ. Astr. Soc. Pac.*, 52, 312
 Millar T.J., Farquhar P.R.A., & Willacy K., 1997, *A.&A. Supp. Series*, 121, 139
 Omont A., Petitjean P., Guilloteau S., McMahon R.G., Solomon P.M., Pécontal E., 1996, *Nature*, 382, 428.
 Schilke P., Walmsley C.M., Pineau des Forets G., Flower D.R.A., 1997, *A.&A.*, 321, 293
 Shklovskii I.S., 1949, *Astron. Zhurnal* XXVI, 10.
 Spitzer L., Drake J.F., Jenkins E.B., Morton D.C., Rogerson J.B., York F.G., 1973, *ApJ*, 181, L116
 Walmsley C.M., Pineau des Forets G., Flower D.R., 1999, *A.&A.*, 342, 542
 Watson W.D., 1973, *ApJ*, 182, L17
 Watson W.D., 1974a, *ApJ*, 191, 795
 Watson W.D., 1974b, *ApJ*, 188, 35
 Watson W.D., 1978, *ARA&A*, 16, 585
 Weinreb S., Barret A.H., Meeks M.L., Henry J.C., 1963, *Nature*, 200, 829
 Woods R.C., Dixon T.A., Saykally R.J., Szanto P.G., 1975, *Phys. Rev. Letters*, 35, 2169

Tesis doctorales

Estructura vertical nubosa en formaciones meteorológicas de Júpiter y Saturno

Juan Ramón Acarreta Rodríguez jra@laeff.esa.es

Director/es: Agustín Sánchez Lavega

Centro: Laboratorio de Astrofísica Espacial y Física Fundamental (LAEFF)

Lectura: 26 de abril de 1999

El trabajo realizado ha consistido en la modelización de la estructura vertical nubosa de formaciones meteorológicas de los planetas Júpiter y Saturno, en latitudes ecuatoriales y polares. Más concretamente, se ha modelizado la gran tormenta de Saturno de 1990 (GWS90), los impactos del cometa Shoemaker-Levy 9 (SL9) en Júpiter, la mancha polar norte de Saturno (NPS) y la onda polar sur de Júpiter (SPW). La posición, en una escala de presiones, de las nubes y nieblas de cada estructura, se ha determinado mediante la aplicación de técnicas de transporte radiativo bajo la aproximación plano-paralela. Se ha programado el algoritmo *Doubling-Adding* como método de solución de la ecuación de transporte radiativo. El cálculo de las funciones de fase de las nubes y nieblas se ha realizado mediante funciones de Henyey-Greenstein y de tipo Mie (partículas esféricas). Los datos observacionales corresponden a imágenes CCD en el rango $0.3 \mu\text{m}$ a $\sim 1 \mu\text{m}$, provenientes del observatorio Pic-du-Midi (Pirineos), Calar Alto (Almería), Hubble Space Telescope y de la sonda planetaria Voyager 2.

En el caso de GWS90, se ha determinado la evolución temporal de las sucesivas fases por las que atraviesa (*Onset*, *Mature* y *Evolved*), confirmando que es posible interpretar este proceso como el desarrollo de un gigantesco cúmulo mediante procesos convectivos. Esta conclusión era en cierto modo esperada, a la vista del comportamiento inicial del fenómeno en las imágenes ópticas. En cualquier caso, los resultados de los modelos avalan esta hipótesis: brusca liberación de material condensable que, por convección, asciende hasta la estratopausa, produciéndose nubes de condensación. Los modelos basados en la aproximación de Mie permiten concluir que las partículas que forman la tormenta no son de amoníaco puro, siendo sus radios del orden de $\approx 0.6 \mu\text{m}$.

El estudio de los impactos SL9 ha permitido determinar la evolución temporal de su espesor óptico, comprobando asimismo la validez del modelo de estructura vertical encontrado por otros autores. Se explica dicha evolución de la siguiente manera: Inicialmente las nubes de impacto (espesores ópticos ≈ 3) son dispersadas por la fuerte cizalla horizontal del viento, formando la denominada "Banda SL9" (espesor óptico ≈ 0.5) en unos dos meses. Posteriormente, los procesos de sedimentación retiran las partículas a la atmósfera interior de Júpiter. La banda SL9 fue detectada en imágenes

infrarrojas hasta dos años después de su formación.

Si GWS90 y SL9 permiten estudiar las zona ecuatorial y templada de Saturno y Júpiter respectivamente, NPS y SPW realizan su correspondiente papel en las zonas polares. El análisis de la NPS permite aceptar la posibilidad de que este vórtice siga el comportamiento habitual encontrado para los vórtices de Júpiter: su estructura nubosa se encuentra en capas más altas que las correspondientes a las nubes adyacentes. De igual modo se ha probado que la posición de la nube de amoníaco predicha por los modelos termoquímicos se encuentra, en Saturno, más profunda en la zona polar que en la ecuatorial. La segunda estructura polar estudiada, la SPW, permitió explorar la zona polar sur de Júpiter, así como determinar la posición en la atmósfera de SPW. Se concluye en este caso que es una estructura "alta" (siendo razonable situarla en la estratosfera) compuesta por partículas muy pequeñas con radios del orden de $0.05 \mu\text{m}$.

Moving Groups Among Early Type Stars: Detection and Evolution

Ricard Asiain García rasiain@am.ub.es

Director/es: Jordi Torra Roca y Francesca Figueras Siñol

Centro: Departament d'Astronomia i Meteorologia, Universitat de Barcelona

Lectura: 16 de marzo de 1998

Esta tesis doctoral ha sido dedicada a la detección y caracterización de "grupos móviles" (GM) de entre una muestra de estrellas tempranas del entorno solar, y al estudio de posibles mecanismos que expliquen su origen y persistencia bajo los efectos disruptivos de la rotación diferencial galáctica y el calentamiento del disco.

Mediante un procedimiento estadístico robusto basado en un estimador de densidad no paramétrico hemos detectado los GMs presentes en el espacio 4-dimensional de las componentes de las velocidades y la edad estelar. Dicho procedimiento ha sido aplicado a dos muestras distintas, una basada en datos astrométricos observados desde tierra (catálogo *PPM*) y la otra en los datos obtenidos por la misión *Hipparcos*. Cerca de un 30% de las estrellas de nuestras muestras forman parte de GMs. Dichos GMs se encuentran entre 3 y 7 veces por encima del nivel de ruido (definido mediante los errores observacionales), lo que garantiza su existencia. Las dispersiones en las componentes de las velocidades son $\sim 4 - 8 \text{ km s}^{-1}$, bastante más altas que los valores clásicos. Cabe señalar que el uso de los datos *HIPPARCOS* nos ha permitido encontrar subestructuras dentro de los grupos móviles clásicos.

La utilización de la teoría epicyclica y la integración de las ecuaciones del movimiento mediante el uso de un potencial galáctico realista nos ha permitido, por una parte, estudiar la edad cinemática y la evolución de los GMs encontrados y, por otra, analizar la evolución de un "complejo estelar" como posible mecanismo de formación de GMs. Las trayectorias de las estrellas del GM más joven (la asociación de Scorpio-Centaurus) nos permiten estimar su edad en $\sim 8 \times 10^6 \text{ yr}$. Un segundo grupo joven, B2, está formado por distintas asociaciones del cinturón de Gould que se encuentran en proceso de disolución. Sólo algunos de los GMs más viejos tienen una edad fotométrica compatible con haber nacido en torno al mínimo de potencial de la estructura espiral.

Simulamos por último un complejo estelar tomando de la literatura las dimensiones y las dispersiones en las componentes de la velocidad y en la edad. Sólo cuando se considera el efecto del calentamiento (constante) del disco sobre las trayectorias de las estrellas simuladas podemos reproducir las dispersiones en velocidad y en el espacio observadas en GMs de edades $\lesssim 2 \times 10^8 \text{ yr}$. Para los GMs más viejos se necesita un calentamiento no constante, y/o la presencia de cúmulos abiertos en el complejo estelar que eviten el rápido incremento de las dispersiones en velocidad.

Análisis espectrofotométrico de galaxias tipo-temprano en cúmulos

Ignacio Ferreras Páez ferreras@astro.ox.ac.uk

Director/es: Enrique Martínez González

Centro: Instituto de Física de Cantabria, Universidad de Cantabria

Lectura: 29 de marzo de 1999

En esta tesis se aborda una comparación de las observaciones de galaxias elípticas y lenticulares en cúmulos con modelos de síntesis de poblaciones estelares. La estrecha correlación entre varios observables en este tipo de galaxias – tales como entre color y magnitud o entre abundancia de magnesio y dispersión de velocidades – es explorada a la luz de dos modelos de formación alternativos: colapso monolítico y agrupamiento jerárquico. El primer modelo plantea una dispersión muy baja en las edades de las poblaciones estelares en todas las galaxias, mientras que el segundo asume una estructura jerárquica por la que pequeñas galaxias se fusionan formando galaxias mayores y provocando etapas más prolongadas de formación estelar. En este caso se espera una dispersión mayor en edades para la componente estelar de las galaxias.

La primera parte de la tesis se dedica a un estudio teórico de la dificultad en la estimación de las edades estelares debido a la degeneración existente entre edad y metalicidad, empleando los últimos modelos de síntesis de poblaciones estelares. A continuación se plantea un modelo de enriquecimiento químico que rompe esta degeneración y permite predecir las propiedades espectrofotométricas de cúmulos a *redshift* moderado, empleando observaciones de cúmulos locales como ligadura. Este estudio muestra nuevamente la degeneración existente entre observables, lo cual requiere la observación de cúmulos a alto *redshift* para poder determinar el modelo de formación estelar en galaxias. Dicho modelo también sugiere la existencia de galaxias tipo-temprano que se "desmarcan" de la mayoría al ser bastante más azules, debido a la existencia de poblaciones estelares jóvenes (estrellas tipo A fundamentalmente). La distribución de estas galaxias a lo largo de la secuencia en luminosidad podrá ser empleada en la determinación del modelo de formación. En esta sección también se analiza la posibilidad de que los metales existentes en el medio intra-cúmulo procedan de las galaxias más débiles, las cuales no pueden detener el flujo de metales sintetizados sobre todo por estrellas jóvenes tipo OB durante la fase inicial de intensa formación estelar.

La segunda parte de la tesis constituye un trabajo observacional de este tipo de galaxias azules en dos cúmulos a *redshift* moderado ($z \sim 0.5$), así como las observaciones en el óptico de un candidato a cúmulo a muy alto *redshift* ($z \sim 4$), seleccionado por la existencia de dos QSOs separados $200''$ al mismo *redshift* así como por la detección de un decremento en la emisión del fondo de microondas, causado por la interacción de éste con un gas caliente (efecto Sunyaev-Zeldovich), posiblemente asociado a un medio intra-cúmulo. Se presenta

la búsqueda de galaxias jóvenes tipo *Lyman-break* así como la predicción de las observaciones en infrarrojo cercano del supuesto cúmulo.

Search for Correlations and Counterparts of Cosmic Gamma-Ray Bursts

Javier Gorosabel Urkia jgu@laeff.esa.es

Director/es: Alberto J. Castro Tirado

Centro: Laboratorio de Astrofísica Espacial y Física Fundamental (LAEFF)

Lectura: 21 de junio de 1999

En esta tesis doctoral se ha realizado un estudio sobre los estallidos cósmicos de rayos γ o GRBs. La tesis esta dividida en dos partes, en la primera se intenta encontrar correlaciones de los GRBs con diversas familias de objetos catalogados. Inicialmente se realizó una correlación cruzada de 33 catálogos de objetos galácticos y extragalácticos con una muestra de GRBs compuesta por el primer catálogo de WATCH. El resultado fue negativo. A continuación se llevo a cabo un estudio específico para los catálogos de cúmulos de galaxias de Abell y de AGNs de Verón & Verón-Cetty. Con ello se pretendía dar respuesta a los trabajos de Kolatt & Piran (1996) y Schartel et al. (1997) los cuales relacionaban los GRBs con los cúmulos de galaxias y los *radio-quiet quasars* respectivamente. Otra vez los resultados fueron negativos, mostrando que los GRBs no estan correlacionados con ninguna familia de objetos catalogados. Por otra parte se hizo un estudio específico para saber si los GRBs son repetitivos o no. Para ello se utilizaron los catálogos de WATCH y BATSE. El resultado muestra que los GRBs no son repetitivos, lo cual apoya a los modelos que sitúan los GRBs a distancias cosmológicas (también llamados modelos cosmológicos).

También se ha intentado buscar contrapartidas ópticas de GRBs utilizando placas fotográficas de archivo. En un estudio llevado a cabo en el Harvard College y en el Royal Observatory of Edinburgh, en el cual se examinaron $\sim 12\,000$ placas, no se encontró evidencia de emisión óptica repetitiva. Los resultados apoyaban los modelos cosmológicos en oposición a los galácticos.

Otro estudio intentó buscar contrapartidas en el rango de los rayos-X y del ultravioleta extremo. Para ello se correlacionaron los datos de *Rosat* y *EUVE* con los GRBs observados por WATCH. Es importante señalar la observación fortuita de un GRB por *Rosat* tan solo 13 días después del evento γ . Las observaciones en el extremo ultravioleta fueron aun más restrictivas ya que se dio una observación de *EUVE* tan solo 11 horas después del GRB. Ambas son las observaciones de *Rosat*/PSPC y *EUVE* más tempranas que hasta la fecha se han realizado para un GRB. En ninguno de los dos casos se encontró la contrapartida, lo que impuso severos límites a la distancia de la fuente. Estos resultados apoyaban otra vez el origen cosmológico de los GRBs.

En la segunda parte de la tesis se muestran las observaciones ópticas e infrarrojas que se han realizado respondiendo a las alertas de los satélites *BeppoSAX* y

RossiXTE. Este estudio comprende el análisis de trece zonas de error observadas desde enero de 1997 hasta julio de 1998, que permitió detectar cinco contrapartidas ópticas e infrarrojas.

Entre las numerosas observaciones cabe resaltar por ejemplo las que se realizaron para GRB 970508. Para dicho GRB se detectó la contrapartida tan sólo 4 horas después de la emisión, lo cual permitió construir la curva de luz del GRB. Se constató el retraso existente entre la emisión óptica y γ , lo cual había sido predicho por el modelo conocido con el nombre de *fireball*. Quizás lo más interesante constituye el hecho de que por primera vez en treinta años la distancia de una de estas fuentes fue determinada mediante medidas espectroscópicas realizadas con los telescopios Keck (Mezger et al. 1997), NOT y el de 2.2m de Calar Alto (esta tesis y Castro-Tirado et al 1997). El corrimiento al rojo de dicho objeto resultó ser $z=0.835$, lo cual supone una liberación sólo en rayos γ de $\sim 10^{52}$ erg en tan solo unos pocos segundos. Era la primera prueba del origen cosmológico de los GRBs. Por otra parte observaciones profundas realizadas con el telescopio WHT meses después de la explosión revelaron la galaxia madre del GRB. Dicha galaxia resultó ser una galaxia del tipo *Blue Compact Dwarf* con un tamaño máximo de 3.3 kpc y magnitud $R = 25.2$.

También mostramos en esta tesis la detección de la contrapartida infrarroja de GRB 971214 tan solo ~ 3.2 hr después del GRB. Esta detección constituye hasta la fecha la más temprana realizada en el rango infrarrojo. En ella otra vez se pudieron constatar las predicciones del modelo de *fireball*: i) curva de luz con un máximo, ii) espectro multifrecuencia con un máximo que evoluciona desde los rayos-X hacia las ondas de radio. Hay que resaltar también las detecciones llevadas a cabo para GRB 980326, GRB 980329 y sobre todo GRB 980703, cuya contrapartida fue co-descubierta mediante el modesto telescopio IAC 80.

Otras observaciones profundas y muy próximas al GRB no revelaron ninguna contrapartida: GRB 970111, GRB 970402, GRB 970616, GRB 970828, GRB 971214 y GRB 971227. Dichos resultados negativos son explicables mediante el modelo del *afterglow* si se tienen en cuenta fenómenos de extinción intrínseca. De hecho para GRB 970828 y GRB 980703 ha sido posible deducir valores de la columna de hidrógeno en torno a $\sim 5 \times 10^{51} \text{ cm}^{-2}$. Dichos valores evidencian que los GRBs se producen en zonas de alta densidad, como es predicho por los modelos llamados de *hypernovae*. Estos resultados están en oposición con los modelos basados en sistemas binarios de estrellas de neutrones. Dichos sistemas binarios se sitúan normalmente lejos de las galaxias madres, esto es, con un bajo valor de la columna de hidrógeno.

Espectroscopía bidimensional de regiones extragalácticas con formación estelar intensa

Jesús Maíz Apellániz

jma@laeff.esa.es

Director/es: José Miguel Mas Hesse

Centro: Laboratorio de Astrofísica Espacial y Física Fundamental (LAEFF)

Lectura: 29 de junio de 1999

El objetivo de este trabajo es el estudio de las propiedades físicas y cinemáticas de los brotes de formación estelar, prestando especial atención a sus variaciones espaciales y a cómo esas variaciones afectan al resultado global cuando se prescinde de un análisis espacial detallado. Para ello se han utilizado datos espectroscópicos bidimensionales obtenidos por medio de rendijas largas múltiples. El rango de longitudes de onda empleado abarca tanto la parte roja como la parte azul del espectro visible, por lo que tenemos información sobre algunas de las líneas de emisión más importantes de las emitidas por el gas templado ionizado: $\text{H}\alpha$, $\text{H}\beta$, $[\text{O III}] \lambda 5007$, $[\text{N II}] \lambda 6584$, $[\text{S II}] \lambda 6717$ y $[\text{S II}] \lambda 6731$. También se han medido los continuos rojo y azul y la intensidad de la banda WR $\lambda 4686$. La información disponible en nuestros datos nos ha permitido realizar mapas detallados de algunas propiedades físicas como la densidad, la presencia de polvo o la excitación, concluyendo que algunos de los resultados obtenidos por medio de espectroscopía en un único o en unos pocos puntos son claramente erróneos. Además, la elevada dispersión de nuestros espectros ($\approx 0.4 \text{ \AA/pixel}$) nos ha permitido analizar la cinemática de las regiones estudiadas. Entre otros resultados, este trabajo arroja algo de luz sobre la creación de burbujas en el medio interestelar y sobre el problema del origen supersónico del movimiento del gas ionizado. Los datos espectroscópicos se han complementado con imágenes de la WFPC2 del *HST*.

La muestra elegida consta de dos objetos de muy distintas características: NGC 4214 y NGC 604. NGC 4214 es una galaxia aparentemente parecida a la Gran Nube de Magallanes, rica en gas y con varios brotes de formación estelar. Por su parte, NGC 604 es una región H II gigante situada en la tercera galaxia más grande del grupo local, M33. Al escoger dos objetos aparentemente tan distintos pretendemos analizar las diferencias existentes entre los distintos tipos de *starbursts*. El número de rendijas largas utilizadas es de 12 para NGC 4214 y de 10 para NGC 604.

Los resultados más importantes obtenidos en este trabajo son las siguientes:

- Se ha medido la edad y masa convertida en estrellas de los brotes de formación estelar de NGC 4214 y NGC 604, encontrándose edades entre 2.5 y 3.5 Ma y masas convertidas en estrellas entre 0.8 y $3.4 \times 10^5 M_{\odot}$.
- Tanto para NGC 4214 como para NGC 604 los modelos de síntesis evolutiva permiten obtener una

edad coherente con todos los observables analizados: $W(H\beta)$, población de estrellas Wolf-Rayet y temperatura efectiva del continuo estelar. Algunas de las discrepancias apuntadas por otros autores se deben en realidad a la necesidad de corregir los efectos de la población antigua subyacente y de la extinción diferencial.

- La geometría observada en los brotes de formación estelar depende fuertemente de la edad. En los *starbursts* más jóvenes el continuo y las líneas de emisión se originan en puntos muy cercanos. Por el contrario, en los más viejos el gas se encuentra desplazado con respecto a las estrellas, situándose el máximo del continuo en el centro de una depresión en intensidad de las líneas de emisión.
- De nuestras observaciones se deduce que la evolución de los *starbursts* indicada en el punto anterior puede provocar una extinción diferencial entre el continuo estelar y las líneas de emisión. La causa de este fenómeno es que las estrellas masivas limpian su entorno no solamente de gas sino también de polvo, reduciendo así la extinción a la que se ve sometido el continuo. A pesar de que parte del polvo mezclado con el gas parece haber sido destruido también, este efecto es menor que el anterior por lo que el gas puede sufrir una extinción apreciable. La escala de tiempo para que ocurra este fenómeno es de aproximadamente 3 Ma.
- La deposición de energía mecánica en el medio interestelar circundante por parte de los vientos estelares y de las explosiones de supernovas es la causa principal de la variación de la geometría de los brotes de formación estelar. El efecto de los vientos estelares se ve muy atenuado durante los primeros 2.5 Ma de la vida del brote, por lo que sus consecuencias no son visibles hasta mucho tiempo después del esperado. La causa probable de este retraso es la tardanza de las estrellas más masivas en acumular suficiente masa y en salir de las zonas densas de la nube molecular.
- NGC 4214 es una galaxia irregular con un disco aparentemente más delgado de lo habitual en este tipo de objetos. Esta característica inhibe la formación de estructuras cinemáticas de gran tamaño.
- En NGC 4214 y en NGC 604 la deposición de energía mecánica por parte de las estrellas masivas ha alterado ya substancialmente la morfología del gas templado ionizado. No obstante, la cinemática del gas no ha pasado todavía a estar dominada por esa deposición de energía sino que el perfil de las líneas de emisión indica que las fuerzas gravitatorias siguen siendo las que controlan el movimiento de la mayor parte del gas.

The Radio Emitting X-ray Binary Systems LS I+61°303 and Cygnus X-3

Marta Peracaula Bosch marta@fajmpp0.am.ub.es

Director/es: Josep Maria Paredes Poy

Centro: Departament d'Astronomia i Meteorologia, Universitat de Barcelona

Lectura: 16 de junio de 1997

El objetivo de esta tesis doctoral ha sido el estudio, tanto desde el punto de vista observacional como teórico, de los sistemas binarios de rayos X emisores en radio LS I+61°303 y Cygnus X-3. De entre los 25 sistemas binarios de rayos X que emiten ondas de radio conocidos hasta la fecha hemos escogido LS I+61°303 y Cygnus X-3 principalmente por su comportamiento eruptivo altamente variable y sus propiedades periódicas en la emisión radio.

En la primera parte de la tesis hemos calculado la evolución energética de las partículas emisoras en radio en el escenario de un sistema binario de rayos X. Para ello hemos desarrollado un modelo en el que un plasmón de partículas relativistas es eyectado del sistema y se expande adiabáticamente en el seno del campo magnético. Además de las pérdidas de energía por procesos sincrotrón y de expansión adiabática, hemos considerado las pérdidas debidas al efecto Compton inverso en la proximidad de la estrella primaria (proceso que podría producir, en parte, las luminosidades en rayos X y rayos γ observadas en este tipo de objetos). En la tesis presentamos diferentes grupos de observaciones multiespectrales (algunas de ellas tomadas en el marco de esta tesis, otras tomadas de la literatura) y las comparamos con las predicciones del modelo. Ajustamos consistentemente las curvas de luz en observadas en radio y los espectros radio de ondas centimétricas a milimétricas. Dichos espectros reflejan el rápido decaimiento de la cola de altas energías de las partículas relativistas que predice el modelo. Así mismo las luminosidades observadas en rayos X y rayos γ son similares a las pérdidas energéticas por efecto Compton inverso predichas.

La segunda parte de la tesis ha consistido en la obtención y análisis de imágenes radio de las fuentes a diferentes escalas espaciales. El estudio de la estructura de LS I+61°303 a escalas de milisegundos de arco en varias campañas de observación con el *Very Long Baseline Interferometry* (VLBI) nos ha llevado a observar un cambio en el tamaño de la fuente de 1 AU a unas 6 AU. Ello nos ha permitido determinar una velocidad de expansión de la fuente dentro del rango de 0.01c a 0.06c. En el caso de los mapas realizados con el *Very Large Array* (VLA) en la región de Cygnus X-3 hemos hallado una estructura altamente colimada a escalas de segundo de arco en la misma dirección que las estructuras a escala compacta de la fuente.

En la tercera parte del trabajo hemos analizado la variabilidad y periodicidad de las curvas de luz de las fuentes. Hemos determinado un nuevo valor de 26.6 días para el período de las erupciones radio de

LS I+61°303 en la época actual y se ha propuesto la existencia de fluctuaciones temporales de este período. Se ha determinado un comportamiento cuasi-periódico de 1.4 horas para las micro-erupciones superpuestas al perfil general de la curva radio de LS I+61°303. Así mismo, a partir del análisis de los datos de LS I+61°303 tomados con el *All Sky Monitor* (ASM) a bordo del *Rossi X-Ray Timing Explorer* (RXTE) hemos podido determinar un período de 26.7 días para las variaciones de su emisión en rayos X. En Cygnus X-3 hemos observado una modulación de 21 horas en el valor del flujo medio de las mini-erupciones en su estado quiescente.

Test of Stellar Evolutionary Models Using Detached Eclipsing Binaries

Ignasi Ribas Canudas

iribas@am.ub.es

Director/es: Carme Jordi Nebot y Jordi Torra Roca
Centro: Departament d'Astronomia i Meteorologia,
Universitat de Barcelona

Lectura: 12 de abril de 1999

El objetivo de este trabajo ha sido la utilización de datos fundamentales de binarias eclipsantes con líneas dobles en los espectros para estudiar las incertidumbres más importantes que afectan a la actual teoría de evolución estelar. Con tal propósito, hemos recopilado de la literatura una muestra de sistemas, que ha sido completada con tres nuevos sistemas obtenidos del análisis de nuestras propias observaciones: CD Tau, V380 Cyg y HV 2274, este último perteneciente a la Gran Nube de Magallanes (LMC). La comparación de las observaciones con las predicciones de los modelos se ha llevado a cabo mediante un algoritmo, basado en el hecho de que los modelos evolutivos deberían ser capaces de ajustar una isocrona a las dos componentes del sistema para una cierta composición química.

La aplicación de este algoritmo y el estudio detallado de algunos sistemas críticos, especialmente el sistema masivo V380 Cyg, nos han permitido evaluar la significación del *overshooting* en el núcleo convectivo, un aspecto crucial para las teorías de estructura y evolución estelar. Los datos observacionales indican claramente la necesidad de un incremento del *overshooting* al aumentar la masa, lo cual nos ha permitido proponer la primera calibración empírica de esta dependencia. Además, hemos hallado evidencias, principalmente provenientes del análisis de HV 2274, que apuntan hacia una pérdida de eficiencia del *overshooting* al disminuir la metalicidad.

El algoritmo también proporciona una determinación de la composición química que mejor ajusta a cada sistema. Puesto que los valores de Z e Y se obtienen de forma independiente, ha sido posible llevar a cabo una estimación de la ley de enriquecimiento químico y, por extrapolación lineal, de la abundancia primordial de helio. Se debe hacer notar que nuestros resultados están basados en valores intrínsecos de Z e Y , y no en abundancias deducidas a través de modelización espectral.

Finalmente, otros temas paralelos, tales como el análisis de los modelos evolutivos para masas subsolares y la determinación de la distancia a la LMC, han sido también estudiados gracias a los datos disponibles. Hemos demostrado pues, que las binarias eclipsantes no sólo son una herramienta potente para abordar problemas fundamentales de la astrofísica, como la obtención de propiedades estelares básicas y parámetros de estructura estelar, sino además problemas de importancia cosmológica, como la escala extragaláctica de distancias.

Estructura y dinámica de la región de transición en atmósferas estelares

Luis Manuel Sarro Baro

lsb@laeff.esa.es

Director/es: Benjamín Montesinos Comino

Centro: Laboratorio de Astrofísica Espacial y Física Fundamental (LAEFF)

Lectura: 16 de octubre de 1998

La región de transición es una zona extremadamente interesante de la atmósfera del Sol y de la mayoría de las estrellas de últimos tipos, que separa la cromosfera de la corona, y en la cual la temperatura cambia desde unos 20 000 K hasta 200 000 K en unos pocos miles de kilómetros. Esto supone la presencia de abruptos gradientes de temperatura y densidad que convierten a esta región en un lugar clave para el estudio de los mecanismos de calentamiento coronal.

La tesis doctoral se divide en tres partes bien diferenciadas, pero enlazadas dentro del contexto que se conoce en la actualidad como la conexión “solar–estelar”, es decir el estudio de aquellos fenómenos comunes al Sol y a otras estrellas frías con el objetivo de entender en un marco amplio los mecanismos responsables de la variada fenomenología observada. Las dos primeras partes del trabajo se centran en el estudio de la estratificación de la región de transición.

En primer lugar se analizan espectros ultravioleta del Sol, de alta resolución espacial y espectral tomados con el *High Resolution Telescope and Spectrograph* (HRTS) del *Naval Research Laboratory* (NRL) que voló en la misión *Spacelab 2* en julio–agosto de 1985 a bordo del trasbordador espacial Columbia. El estudio se centra en analizar la estructura vertical de los bordes de la supergranulación, utilizando líneas formadas a temperaturas entre 20 000 y 200 000 K. La alta resolución espacial de las imágenes permite deducir la altura de la región de transición en esas estructuras a través de efectos de proyección. Los resultados indican que las zonas intergranulares, caracterizadas por campos magnéticos intensos, presentan regiones de transición más extendidas que las regiones intragranulares.

En la segunda parte se calcula, a partir de espectros ultravioleta obtenidos con el satélite *International Ultraviolet Explorer* (IUE), la estructura de la región de transición para estrellas activas de secuencia principal y gigantes. El objetivo de esta parte del trabajo es investigar si en el contexto estelar se verifica la correlación obtenida entre la intensidad de los campos magnéticos presentes en una determinada área de la superficie de una estrella y la estratificación de su región de transición. Dada la falta de resolución espacial, este estudio se refiere a propiedades promedio de la atmósfera estelar. Los resultados obtenidos para las estrellas demuestran que efectivamente, cuanto mayor es el porcentaje de superficie estelar cubierto por campos magnéticos intensos –del orden de kgauss– la región de transición es también más ancha.

En la tercera y última parte del trabajo se ha-

ce hincapié en la estructura dinámica de la región de transición y se modela un tipo de sucesos, llamados “fenómenos explosivos” que se observan en los espectros ultravioleta en forma de desplazamientos Doppler de las líneas espectrales, con aparición, a veces, de varias componentes en una misma línea. Estos fenómenos se interpretan en este trabajo mediante simulaciones numéricas de la respuesta dinámica de la región de transición solar a la inyección de energía en ciertos puntos de un arco coronal. Las simulaciones se han realizado con un código magnetohidrodinámico, resolviendo la evolución de los parámetros físicos del plasma en el arco, y prestando una especial atención a las desviaciones de los equilibrios de ionización causadas por la presencia de los campos de velocidades. La línea espectral sintetizada ha sido C IV $\lambda 1548.2$ Å, y las desviaciones de los equilibrios de ionización se han calculado para el carbono, siendo los resultados y métodos cualitativamente similares para otras líneas y elementos químicos.

*Evolución de la materia en el espacio:
modelos de laboratorio para
aplicaciones astrofísicas*

Miguel Ángel Satorre Aznar msatorre@fis.upv.es

Director/es: Guillermo Bernabeu Pastor

Centro: Universidad de Alicante

Lectura: septiembre de 1999

La materia presente en el espacio se puede modificar debido a tres causas: reacciones químicas, radiación ultravioleta y radiación iónica. La tesis trata de las modificaciones producidas por la radiación iónica sobre la materia en fase sólida (sólidos refractarios, de silicatos o de material carbonoso, y hielos, moléculas congeladas de H_2 , O_2 , CO , N_2 , etc., que se depositan sobre ese material refractario). La radiación puede formar compuestos que no se encontraban en la muestra antes de ser irradiada. Las nuevas moléculas pueden incluir, o no, los iones utilizados para irradiarlas.

El hilo conductor de la tesis son los subóxidos de carbono (C_3O_2 , C_2O , ...). Estos compuestos se obtuvieron en un estudio sobre el efecto de la irradiación en silicatos y en hielos de moléculas sencillas (H_2O , CO , CO_2). Además se formaron otras moléculas como el ácido carbónico irradiando hielo de CO con protones, confirmando que los iones con los que bombardeamos pueden formar parte de las nuevas moléculas producidas (Strazzulla et al. 1996, NIMB, 116, 289)

La forma y posición de los picos que componen las bandas de subóxidos se modifican con la composición de los hielos irradiados. El O_2 y el N_2 pueden ser detectados en el medio interestelar porque modifican dichas bandas de forma característica (Strazzulla et al. 1997, A&A, 321, 618).

También los subóxidos pueden ayudar a explicar la emisión extendida de CO en el coma de los cometas porque los subóxidos son resistentes al aumento de temperatura pero se fotodescomponen con radiación ultravioleta dando como principal producto de fotodescomposición el monóxido de carbono (Strazzulla et al. 1997, A&A, Planet. Space Sci., 45, 7, 835).

Comparative Kinematics of Gas and Stars in Disc Galaxies

Juan Carlos Vega Beltrán

jvega@ll.iac.es

Director/es: Francesco Bertola y John Beckman

Centro: Osservatorio Astronomico di Padua e IAC

Lectura: 26 de marzo de 1999

Este trabajo supone el estudio cinemático (gas y estrellas) de una muestra de 27 galaxias. La idea original era hacer un estudio de como cambia la cinemática con el tipo morfológico de las galaxias. Una vez hecho el estudio establecimos una serie de propiedades generales con el tipo morfológico:

Espirales tardías: el gradiente de velocidades es muy similar para el gas y las estrellas. Lo mismo sucede para la dispersión de velocidades (gas y estrellas presentan valores constantes y bajos $\simeq 50$ km/s). De esto deducimos que gas y estrellas se encuentran moviéndose virtualmente con velocidad circular.

Espirales tempranas: en la parte central de estas galaxias existe una gran variedad de comportamientos entre el gas y las estrellas. Normalmente encontramos que el gradiente de velocidad de las estrellas con respecto al radio es menor que el gradiente de velocidad del gas y que la dispersión de velocidades de las estrellas es mayor que la del gas. Esto se puede explicar fácilmente considerando que la cinemática estelar está dominada por presión dinámica y la del gas por rotación. La rotación estelar observada puede ser corregida del efecto de *asymmetric drift* y obtener así la velocidad circular teórica con que debería moverse el gas (siempre y cuando el gas esté moviéndose en órbitas circulares). Para cinco espirales tempranas (Sa-Sb) de la muestra de galaxias estudiada hacemos un estudio reproduciendo mediante modelos dinámicos la cinemática de las estrellas. Vemos que el gas no se mueve en órbitas circulares como ya habían hecho notar diversos autores anteriormente en galaxias lenticulares. Bertola et al. (1995) explicaron este fenómeno proponiendo que el gas a veces está también soportado por presión.

En un principio este trabajo estaba pensado para modelar dinámicamente la totalidad de las galaxias presentes en la muestra, pero debido a las limitaciones del modelo empleado no fue posible. Por motivos de simplicidad el modelo no contempla la presencia de potenciales triaxiales (como por ejemplo estructuras de barra), componentes desacopladas cinemáticamente o contrarrotaciones, y como se ha comprobado en estos últimos años (y en esta tesis) dichos fenómenos son mucho más frecuentes de lo que se pensaba. Aunque el número de galaxias modeladas no es significativo, y tomando además los resultados obtenidos por Corsini et al. (1998) para dos galaxias espirales tempranas, podemos intuir una serie de conclusiones generales. Encontramos una posible correlación entre la presencia de gas rotando a velocidad inferior a la velocidad teórica circular predicha (crecimiento lento) por los modelos y la razón de luminosidad entre el bulbo y el disco, sin embargo no parece obvia la relación entre el tipo

morfológico y el fenómeno de crecimiento lento. Concluimos que los sistemas con una componente caliente difusa (lente o bulbo) con longitud de escala comparable a aquella del disco están caracterizados por curvas de rotación que presentan crecimiento lento. Por el contrario en sistemas con un bulbo pequeño el gas se encuentra prácticamente moviéndose circularmente.

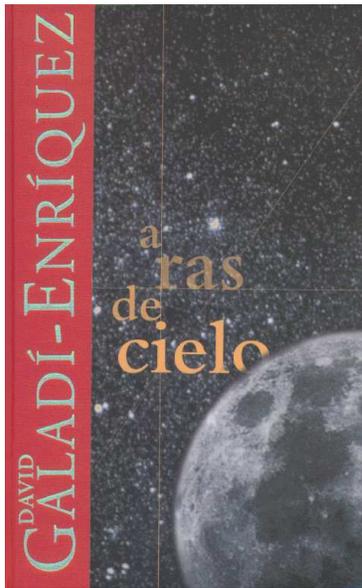
Otros resultados importantes que se deducen de esta tesis son:

- La utilidad de la cinemática como herramienta para revisar los tipos morfológicos de las galaxias (galaxia vista de canto, detección de barras a partir de la cinemática, ...)
- La necesidad de disponer de datos fotométricos y cinemáticos para entender perfectamente que está ocurriendo en una galaxia, y de entender que fenómenos han sufrido las galaxias hasta llegar a su estado actual (interacciones, *mergers*, ...)
- Complemento a la estadística de los parámetros cinemáticos de las galaxias barradas.
- Necesidad de obtener campos cinemáticos bidimensionales (gas y estrellas) para entender y poder modelar unívocamente los fenómenos dinámicos que rigen las galaxias.

Reseñas de libros

A ras de cielo

Autor/es: David Galadí-Enríquez
Editorial: Ediciones B
Páginas: 130 **ISBN:** 84-282-1169-8
Precio: 2500 pta.



¿Otro libro de divulgación astronómica? Pues sí. ¿Y además sin fotografías? No las necesita. Porque este libro en lugar de mostrarnos lugares exóticos que el común de los mortales nunca podrá disfrutar, nos enseña las maravillas de lo cotidiano. Es como una guía de viajes de nuestro pueblo que nos describe las peculiaridades de ese monumento por delante del que pasamos todos los días pero con tanta prisa que nunca nos hemos parado a contemplarlo.

Y este libro es una invitación a contemplar el cielo sólo con nuestros ojos y nuestra mente, y a disfrutar del espectáculo de la noche estrellada. Con un lenguaje sencillo y, a veces, poético (¿no han sido el cielo y las estrellas los inspiradores de tantos poetas?). David Galadí-Enríquez nos explica por qué el cielo es azul o por qué no vemos estrellas verdes.

No obstante, *A ras de cielo* no es un libro únicamente para aficionados. El astrónomo profesional, sumergido en observaciones de objetos lejanísimos o en teorías complejas, también puede encontrar la respuesta para esas preguntas que nos hacen los amigos en la sobremesa, a nosotros astrónomos y astrofísicos y, por tanto, conocedores de los secretos del firmamento: ¿por qué no siempre son iguales las mareas? ¿por qué la luna llena en verano parece más grande que en invierno?

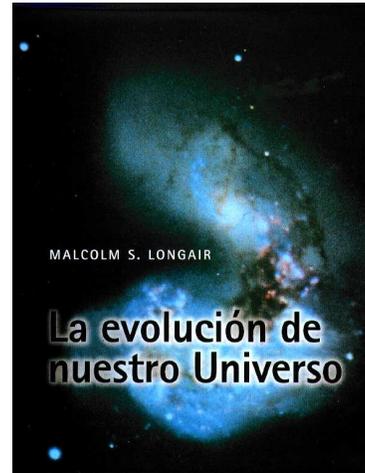
Lee, disfruta y aprende a hacer astronomía desde el balcón, si la farola de la esquina te lo permite. No hace falta un gran telescopio para que el cielo nos sorprenda.

Rosendo Vílchez Gómez

vilchez@stsci.edu

La evolución de nuestro Universo

Autor/es: Malcolm S. Longair
Editorial: Cambridge University Press
Páginas: 186 **ISBN:** 84-832-3031-3
Precio: 3995 pta.



Malcolm Longair nos lleva con él en un ameno e instructivo viaje a través de la astrofísica moderna, incorporando los descubrimientos más recientes y las imágenes más espectaculares y combinándolo todo con explicaciones asequibles y a la vez rigurosas que nos trasladan hasta las fronteras del conocer actual sobre el Universo. Sin perder el sentido común ni el humor, en las páginas de *La evolución de nuestro Universo* se pretende transmitir no sólo nuestro conocimiento sobre el devenir del Cosmos, sino también la propia evolución de nuestro conocimiento del Universo y de los factores y personas que han contribuido a ella.

Este libro es una joya para quienes no se conforman con el tradicional tratado de astronomía que empieza por el Sistema Solar para llegar a su fin con una breve mención de la cosmología. Desde la primera página, *La evolución de nuestro Universo* abarca toda la extensión del espacio contenido en el Universo conocido y aborda las cuestiones fundamentales que la astrofísica del tercer milenio tendrá que dilucidar. Cambridge University Press nos presenta esta obra en una cuidadísima edición, actualizada con respecto a la inglesa con los descubrimientos e imágenes más recientes, con especial atención a los obtenidos con el telescopio espacial Hubble desde su primera publicación en 1996.

Se percibe a lo largo de sus cinco capítulos repartidos en 160 páginas el entusiasmo que irradia Malcolm Longair en vivo, en sus conferencias de divulgación y en sus contribuciones a congresos. De hecho, *La evolución de nuestro Universo* tiene su origen en un anterior libro, transcripción de una serie de charlas divulgativas pronunciadas por él en televisión en Inglaterra.

Erik Stengler Larrea

erik@adwspain.com



Sociedad Española de Astronomía
Av. Diagonal 647
E-08028 Barcelona

Secretaría: secretaria@sea.am.ub.es
Teléfono: 93-4021125

<http://sea.am.ub.es>