



# Boletín

Sociedad  
Española de  
Astronomía

ISSN 1575-3476  
Depósito legal M-18326-1999  
Número 9, enero 2003

## Contenidos

<b>Editorial</b> .....	1
<b>La V Reunión Científica de la SEA</b> ..... <i>Eduard Salvador Solé</i>	1
<b>Carta a los editores</b> ..... <i>Alberto Fernández-Soto</i>	2
<b>Informe sobre la investigación en Astronomía en España</b> ..... <i>X. Barcons</i> <i>R. Domínguez Tenreiro</i> <i>P.L. Pallé</i> <i>J.M. Paredes</i> <i>M. López Puertas</i> <i>I. Pérez Fournon</i>	5
<b>El telescopio MAGIC para Astronomia gamma</b> ..... <i>M. López Moya</i> <i>M.V. Fonseca González</i> <i>M. Martínez Rodríguez</i> <i>C. Baixeras Divar</i>	7
<b>El Gran Telescopio Canarias: instrumentación científica</b> ..... <i>Pedro Alvarez Martín</i> <i>J. Miguel Rodríguez Espinosa</i>	10
<b>Cosmic Star Formation: the Early Years</b> ..... <i>Alberto Fernández Soto</i>	17
<b>Modelos de formación y evolución de discos protoplanetarios</b> ..... <i>Ricardo Hueso</i>	32
<b>Tesis doctorales</b> .....	42
<b>Reseñas de libros</b> .....	49
Tormentas en el espacio.....	49

### **Comité Editorial**

Agustín Sánchez-Lavega (Coordinador)

wupsalaa@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

Xavier Luri

xluri@am.ub.es

Ignasi Ribas

iribas@am.ub.es

Jaime Zamorano

jaz@astrax.fis.ucm.es

### **Sociedad Española de Astronomía**

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

Comisión de Información

[cinfo@sea.am.ub.es](mailto:cinfo@sea.am.ub.es)

## Editorial

Un corto editorial para, quizás, el Boletín con unos contenidos más extensos de los que hasta ahora han aparecido. Los editores nos hemos de felicitar por el hecho de que todas las personas a las que nos hemos aproximado para que contribuyan a este número hayan aceptado sin reparos. Gracias a todos.

Lo primero que obviamente os habrá sorprendido al recibir el Boletín es su nueva imagen. Como anunciamos durante la Asamblea Ordinaria en Toledo, la rama española de Cambridge University Press va a colaborar con nosotros a partir de este número en el diseño de las páginas en color convirtiéndose además en la primera entidad privada patrocinadora del Boletín. CUP se ha comprometido a financiar la mitad de los gastos generados por el Boletín, una de las partidas más onerosas en los presupuestos anuales de la SEA. Vaya desde aquí nuestro agradecimiento, ya que la iniciativa partió de su lado. Y digamos adiós al diseño espartano que hasta ahora ha caracterizado la cubierta de nuestra revista.

Sin duda el hito más importante para la SEA durante el año 2002 fue la celebración de la V Reunión Científica en Toledo coincidiendo con el décimo aniversario de la Sociedad. Eduard Salvador hace una breve reseña de la misma en la columna que acompaña a este texto. Baste decir que sirvió para comprobar la muy buena salud de la SEA y para poner sobre la mesa las muchas cosas que aun se han de hacer para mejorar el estatus de la Astronomía española. El informe preparado por Xavier Barcons y su equipo, disponible en la página web de la SEA, y la interesante carta que publica Alberto Fernández Soto son dos documentos para estudiar a fondo y sacar conclusiones e ideas.

No os entretenemos más, esperamos que disfruteis con los contenidos de este Boletín, y como siempre, os animamos a que contactéis con los editores para publicar alguna contribución si así lo deseáis. Recordad que esta revista, al igual que las listas de correo, la página web, las Asambleas y las Reuniones científicas, es de todos los socios.

Que tengáis un buen año 2003 en lo personal y lo profesional.

Los editores

---

## La V Reunión Científica de la SEA

Transcurridos unos meses desde la celebración de la V Reunión Científica de la SEA celebrada en Toledo, ha llegado el momento de recordar lo que allí sucedió. Esa reunión tuvo, sin duda, algo muy especial. Puede que fuera el marco incomparable en el que se desarrolló, y no me refiero únicamente al impresionante antiguo convento de San Pedro Mártir, sino a toda la ciudad de Toledo. Puede que fuera el acto entrañable que supuso la celebración del décimo aniversario de la SEA, prolongado de forma espontánea hasta altas horas de la madrugada. O tal vez fueran los numerosos actos especiales programados a lo largo de aquellas jornadas, como el seguimiento, por primera vez, de los proyectos del PNAyA, la reunión paralela sobre ALMA, la tarde dedicada a discutir, entre todos, el estado de nuestra especialidad aprovechando la presentación del informe encargado por la SEA sobre la investigación en astronomía en España. Seguramente influyó también el cada vez más alto nivel científico de las contribuciones presentadas. Los que, por edad, tenemos ya una dilatada memoria histórica sobre este tipo de eventos, sabemos muy bien que lo que acabo de decir no es ningún tópico, sino que responde a la realidad. También influyó, evidentemente, la muy numerosa asistencia, no sólo de miembros de la sociedad —a los que agradezco desde aquí su colaboración— sino incluso de no-miembros “irredomables”, lo cual nos permitió reencontrar a mucha gente que hacía años que no veíamos. De hecho, se rozó casi el lleno teórico absoluto por lo que será difícil superar esa asistencia en futuras reuniones, a menos, claro está, que las autoridades nos sorprendan algún día con un incremento sustancial de plazas.

Pero si tuviera que resaltar algún aspecto concreto de la reunión de Toledo escogería, no uno, sino dos. Por un lado está la simpatía y comportamiento ejemplar de nuestros invitados extranjeros, los queridos profesores Shaver, Norman y Trimble, que, tal vez contagiados por el buen ambiente que reinó en todo momento, dieron todo lo que tenían, y más, para contribuir al éxito de la reunión. Su actitud tan positiva a pesar de la dificultad de la lengua no pasó desapercibida a nadie. Tanto es así que, una vez finalizado el evento, generó, como recordaréis, una de las más largas discusiones a través de la lista de la SEA que recuerdo en torno a la necesidad o no de utilizar el inglés en las futuras reuniones de la SEA. Fue nuestra forma de corresponder a su encantadora compañía durante los días precedentes. La segunda cosa que resaltaría es el inefable trabajo realizado por el Comité Organizador Local, con Benjamín Montesinos a la cabeza, arropado por la incansable Margie Guitart. Todo el mundo valoró con un diez el gran equipo que supieron formar esta gente del LAEFF junto con los otros chicos y chicas de la Complutense y Autónoma. Digo “chicos y chicas” porque son las palabras que más se avienen a la actitud alegre y entusiasta, de absoluta

entrega a la causa y de inmerecida modestia que caracterizó la gran labor realizada por todos ellos. Tan bien trabajaron que dio la sensación de que eso de organizar congresos es muy fácil y divertido y, sin embargo, no faltaron lágrimas y sudores. Vaya pues, desde aquí, una vez más, mi más sincero agradecimiento a ese fenomenal equipo.

Todo cuanto acabo de comentar contribuyó, como decía, a que la reunión de Toledo fuera un éxito rotundo, lo cual no sólo constituye el mejor broche a la celebración del décimo aniversario de la SEA que podríamos haber imaginado, sino que augura un esplendoroso futuro para nuestra sociedad.

Eduard Salvador Solé

eduard@am.ub.es

---

## Carta a los editores

*En un artículo recientemente enviado a una revista de política científica he realizado un análisis de la procedencia y destino de más de 4000 jóvenes investigadores europeos que han solicitado un contrato Marie Curie en cuatro convocatorias anteriores (1999-2001). En esta breve nota presento algunos resultados, particularmente el descorazonador dato de que nuestro país sigue enviando al exterior muchos más investigadores de los que recibe. Dadas las condiciones del programa (un investigador no puede solicitar trabajo en su propio país) ésta no es una medida de la capacidad del sistema español de reabsorber a los investigadores españoles ya formados, sino de la habilidad de los centros españoles para atraer jóvenes y brillantes investigadores de otros países. En esta nota presento también un análisis de los resultados concretos de la Astronomía española, que son, por desgracia, indistinguibles de los resultados generales.*

Recientemente he realizado un estudio de la procedencia y destino de los jóvenes investigadores europeos que han solicitado un contrato Marie Curie (financiado por la Comisión Europea para realizar investigación en cualquier área) entre los años 1999 y 2001 (Fernández-Soto 2002, *Science and Public Policy*, enviado). Entre los resultados más interesantes quiero destacar dos, uno referido a las probabilidades de éxito de los ciudadanos de diferentes países europeos (medidas en base a los cocientes de éxito observados), y otro referente a las tasas de entrada/salida de jóvenes investigadores en los diferentes países de la Unión Europea. No presentaré aquí el estudio completo, que por supuesto enviaré a cualquier lector interesado que me lo solicite.

Los datos disponibles son los ofrecidos por la Comisión Europea durante las cuatro convocatorias 1999-2001 del programa Marie Curie. En cada una de las convocatorias se ofrecen los resultados del número de solicitudes recibidas y aceptadas, divididas por país de origen del candidato, y por país de destino donde se piensa desarrollar la investigación. Hasta el año 2001 los candidatos debían ser nacionales de la Unión Europea o de un estado asociado. Los datos que presento a continuación reflejan los resultados de los países de la Unión (excepto Luxemburgo) porque son los únicos cuyas cifras de participación son suficientemente altas como para ofrecer resultados significativos.

### *La tasa de éxito*

Aunque en principio podría esperarse que la tasa de éxito (definida como número de solicitudes aceptadas dividida por el número de solicitudes presentadas) de los investigadores de diferentes países fuera aproximadamente la misma, no es el caso observado. Lo mismo puede decirse de las tasas de éxito de los países receptores.

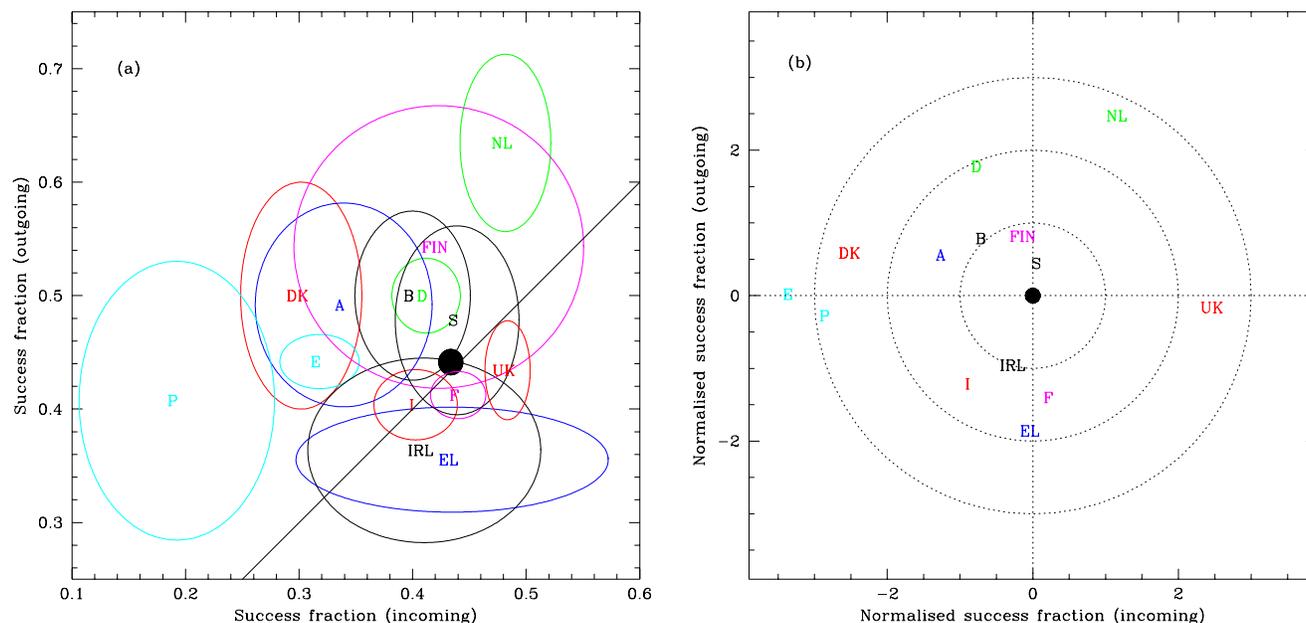


Figura 1: (Izquierda) Tasa de éxito para cada país tomado como origen y como destino. Las elipses marcan el error poissoniano  $1\sigma$  en cada parámetro, y el círculo negro marca el valor medio global. La línea diagonal corresponde a la media teórica (entrada=salida). Las etiquetas son Bélgica=B, Dinamarca=DK, Alemania=D, Grecia=EL, España=E, Francia=F, Irlanda=IRL, Italia=I, Holanda=NL, Austria=A, Portugal=P, Finlandia=FIN, Suecia=S, y Reino Unido=UK. (Derecha) Igual a (a), pero con las tasas de éxito normalizadas como distancias a la posición media (número de sigmas). Los círculos punteados marcan los intervalos  $1, 2, 3\sigma$  alrededor de la media global.

En la Figura 1 muestro los resultados de la tasa de éxito de cada país, tomado como “fuente” de candidatos (eje X) y como “destino” (eje Y). En el diagrama de la izquierda muestro los resultados como fracción de éxito por país, con los semiejes de las elipses que indican los errores poissonianos en cada eje. A fin de poder ver si alguno de los valores es significativamente diferente de otro, presento en el diagrama de la derecha los valores normalizados, como distancias (en unidades de sigma) al valor promedio.

Este sencillo análisis indica ya algunos resultados interesantes. Los valores medidos son muy significativamente diferentes de los esperados en una distribución normal. En tal caso, con solo 28 cifras, se esperaría aproximadamente que un punto se desviara de la media más de  $2\sigma$ , y ninguno debiera estar más lejos de  $2.5\sigma$ . Cinco y tres son las cantidades respectivamente observadas, con uno de los valores tan extremo como  $3.3\sigma$  por debajo de la media.

¿Y qué indican estas cantidades “no normales”? Bien, para empezar, que hay un claro sesgo en las posibilidades de éxito, que favorece ciertos países frente a otros. Este sesgo puede deberse a factores “intrínsecos” (como la calidad del sistema educativo, o la categoría de los centros de investigación) o “extrínsecos” (como la percepción de los evaluadores, o el dominio del inglés por parte de los candidatos). Este sesgo hace que la posibilidad de éxito de un candidato holandés sea tan alta como el 64%, mientras que la de un candidato griego es

sólo del 36%. Un instituto portugués tiene solo un 19% de probabilidades de que su solicitud tenga éxito, mientras que uno inglés puede llegar hasta el 48%. Los valores que España obtiene para estos índices son dispares: un joven investigador español representa perfectamente la media europea en sus posibilidades de tener éxito (43%), pero un centro español tiene una probabilidad de sólo el 32% de que su solicitud sea aceptada. Cuando los errores poissonianos se tienen en cuenta, la tasa de éxito de los centros españoles es precisamente el valor  $3.3\sigma$  por debajo de la media nombrado anteriormente, el más extremo de todo el análisis.

### La correlación entrada-salida

Es posible estudiar la posible relación entre las tasas de entrada y de salida de investigadores en cada país. Cuando el número de investigadores salientes y el de investigadores entrantes en cada país por convocatoria se normaliza a la población, y se representan uno frente al otro, se tiene un resultado muy interesante (Figura 2). Existe una serie de países (especialmente Portugal pero también Finlandia, Alemania, Italia, y Austria) cuya tasa de participación en el programa es muy baja (menos de un contratado por convocatoria por millón de habitantes, tanto en salida como en entrada). Estos cinco países no entran en el análisis de correlación que presento en la Figura 2.

Los otros nueve países completan una secuencia casi

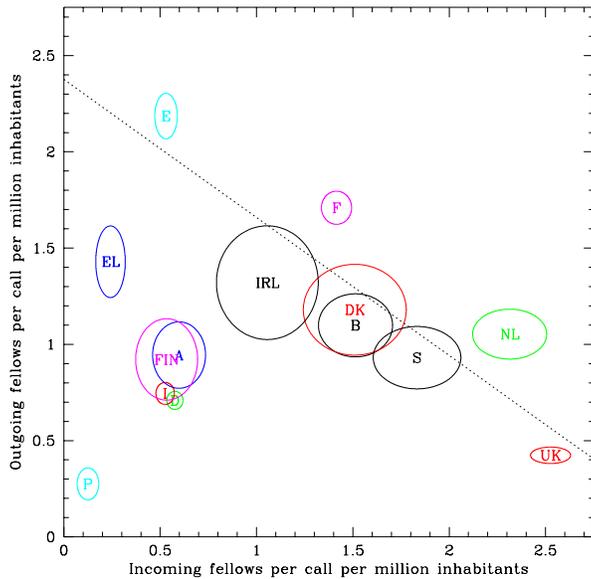


Figura 2: Número de contratados “salientes” frente a “entrantes” por millón de habitantes. Las elipses corresponden de nuevo a los errores  $1\sigma$  en cada parámetro, mientras que la línea punteada es el ajuste a los nueve países indicados en el texto.

lineal, con una fortísima anticorrelación que indica que aquéllos países que son más atractivos para los investigadores de otras nacionalidades, lo son también para sus propios jóvenes. En otras palabras, nadie quiere salir de los países a los que la gente quiere ir, y *nadie quiere ir a los países de donde la gente sale en abundancia*.

Este resultado puede parecer lógico en cierta medida, pero esconde una lógica perversa: el programa Marie Curie, ideado para favorecer la movilidad dentro de la Unión Europea, fracasa aparentemente en su objetivo principal, y provoca una fuga de cerebros extrema hacia países como Holanda o el Reino Unido, desde países como España o Grecia, sin crear en ningún caso flujos compensatorios en dirección contraria. Los valores son tan extremos como el caso del Reino Unido (a donde se dirigen seis jóvenes investigadores europeos por cada uno que sale) o Grecia (donde el cociente es exactamente inverso). El caso de España es, de nuevo, extremo: 4,1 jóvenes postdocs españoles viajan a otros países europeos por cada europeo que decide visitar España.

## La Astronomía en España

Durante la pasada reunión de la SEA presenté brevemente estos resultados como un dato preocupante. En la misma reunión acabábamos de oír con gran orgullo que la Astronomía española había alcanzado la séptima posición del mundo en lo referente a tasa de publicaciones, pero mis resultados (de poder aplicarse a la As-

CONVOC. MARIE CURIE	GENERAL		ASTRON.	
	Salen	Entran	Salen	Entran
3/2000	71	13	5	0
9/2000	57	16	2	3
3/2001	52	11	5	0
9/2001	52	11	2	1
3/2002	50	14	4	1
<b>TOTAL</b>	<b>282</b>	<b>65</b>	<b>18</b>	<b>5</b>

Tabla 1: Número de investigadores Marie Curie españoles que van a otros países, o venidos a España desde otros países europeos, separados por convocatorias. Los resultados para astrónomos se dan en las columnas de la derecha.

tronomía en particular) indicarían que este éxito no ha percolado entre nuestros colegas europeos, que no ven España como un destino interesante para su investigación.

Algunas personas pusieron en duda que estos resultados pudieran realmente particularizarse a la Astronomía, donde la situación, decían, era ciertamente mucho mejor.

Inmediatamente después de la reunión de la SEA viajé a Canarias para hacer unas observaciones. Por desgracia, el tiempo (meteorológico) me permitió tener bastante tiempo (cronológico) para hacer otras cosas, y decidí recoger los datos de los años 2000-2002 (cinco convocatorias) de la Comisión Europea para el programa Marie Curie. Ahí se encuentran tabulados, para cada una de las propuestas *aprobadas* la nacionalidad y destino del solicitante y el título del proyecto. Es relativamente fácil recoger los datos de las solicitudes “españolas” (en uno u otro sentido) y, entre ellas, seleccionar aquéllas de temática astronómica utilizando el título de la propuesta<sup>1</sup>.

Los resultados de este análisis se presentan en la Tabla 1. Es importante destacar que he eliminado en todos los casos los contratos Marie Curie de tipo “R”, que representan en realidad becas de retorno al país de origen.

El cociente (investigadores salientes/investigadores entrantes) para el caso general, promediado para las cinco convocatorias estudiadas, es  $4.3 \pm 0.8$ , mientras que para el caso particular de los astrónomos es  $3.6 \pm 2.5$ . Es evidente que las cifras no son significativamente diferentes, aunque el pequeño número de astrónomos implicados hace que la incertidumbre sea grande.

Existe aún otro detalle importante que además explica parte de la discusión que tuvo lugar en la reunión de la SEA. Una de las personas que mantuvo que la situación en Astronomía debía de ser mejor fue el Profesor Rafael Rodrigo, Director del IAA. He podido observar que su percepción, aunque quizás equivocada, tiene una causa muy clara: de los cinco únicos investigadores europeos que decidieron solicitar un contrato

<sup>1</sup>He sido deliberadamente generoso al tratar como “astronómicas” propuestas que quizás podrían más bien ser clasificadas dentro de la física de altas energías.

en España y lo lograron, tres lo hicieron para trabajar en el IAA (los dos restantes lo solicitaron en el Centro de Datos de ISO en Madrid, y en el IFIC de Valencia). En mi opinión esto demuestra que si un centro español se esfuerza, puede perfectamente atraer a científicos de otros países europeos.

El ejemplo del IAA en este aspecto, junto con esa fuerza de la Astronomía española de la que todos estamos tan orgullosos, debería hacer que las cifras aquí presentadas mejoren sensiblemente en próximas convocatorias.

Alberto Fernández-Soto [fsoto@erate.mi.astro.it](mailto:fsoto@erate.mi.astro.it)

---

## Informe sobre la investigación en Astronomía en España

A mediados del año 2001, la Junta Directiva de la SEA solicitó la confección de un informe que reflejara la situación de la investigación en esta disciplina en los centros españoles de I+D. La realización de este informe ha contado con financiación del Programa Nacional de Astronomía y Astrofísica y de la propia SEA. En la Reunión Científica de Toledo se presentaron resultados preliminares del mismo, y su versión final (presentada a los medios de comunicación en la sede de la SEA el 11 de Noviembre de 2002) se encuentra disponible desde la página web de la misma (<http://sea.am.ub.es>).

Ante todo, hay que aclarar que este informe se refiere al estado global de la investigación, siendo el *centro* la unidad mínima. Por el propio diseño del mismo, que fijamos al principio, este informe no proporciona información acerca de investigadores o incluso de los propios centros de forma individual. Estos otros aspectos han sido tratados en otros estudios complementados por el presente, como por ejemplo el referente al perfil sociológico de los astrónomos españoles (Iglesias de Ussel et al, 1997, *Ap&SS*, 257, 237) el de la producción científica del personal en formación (Suárez Fernández, Lourenso Prieto y Beguería Portugués, 2002, *Boletín de la SEA*, 7, 4), el estudio sociológico de los doctores españoles en Astronomía (Battaner López et al, 2001, *Boletín de la SEA*, 6, ix), o los resultados sobre el impacto de la Astronomía española en la década de los 1990 (Sánchez & Benn, 2001, *Highlights of Spanish Astrophysics*, 357).

Los datos para el informe fueron obtenidos principalmente de tres fuentes: mediante una encuesta que dirigimos a 451 investigadores (y que contestaron 181, un 40%), mediante datos que solicitamos a directores de centros (y que nos suministraron en 33 casos, cubriendo más del 95% de los investigadores) y finalmente mediante los datos bibliométricos de las publicaciones en los años 1999, 2000 y 2001 a los que se refiere el presente informe. A esto hay que añadir los datos correspondientes a la financiación de proyectos en el Programa Nacional de Astronomía y Astrofísica (2000, 2001 y 2002), así como en el Programa Nacional de Investigación Espacial (1999), todos ellos suministrados por R. Rodrigo.

El informe desglosa una serie de resultados y conclusiones con un cierto detalle, entre los que destacan los siguientes:

- Hay 460 investigadores en Astronomía en la actualidad, lo que implica unos 12 por millón de habitantes. En 1998 este número era 16 en Francia, 17 en Alemania y casi 25 en el Reino Unido. Sólo la mitad de los investigadores están en plantilla y aproximadamente la mitad trabajan en centros Universitarios (la otra mitad en Organismos Públicos de Investigación).

- En términos porcentuales, tanto los temas de investigación como las herramientas utilizadas presentan diferencias con otros países con los que se ha podido comparar. Entre esas diferencias está la menor dedicación al estudio del Sistema Solar, al trabajo de Laboratorio, a las observaciones en el Ultravioleta y rayos X y a la Astrofísica Numérica. Estas son áreas con las que las diferencias son a menudo muy pronunciadas.
- La investigación es en general de buena calidad. Se publica, aproximadamente, un artículo por investigador y por año, en revistas que tienen un índice de impacto relativamente alto (si se compara, por ejemplo, con revistas de Física). Frente al número esperado de citas, los artículos publicados por los investigadores de centros españoles obtienen alguna más en promedio (un 2.5%), dato que no siempre ha sido cierto atendiendo a los estudios publicados por ISI. Aunque todos los parámetros indicativos de la cantidad o calidad de la producción científica fluctúan entre centros, no se observan diferencias significativas en las medias referidas a centros grandes o pequeños, Universitarios u OPIs.
- Hay centros españoles (11) involucrados en todas las misiones del programa científico de la ESA (en Astronomía y Sistema Solar). Lamentablemente, esa generalización no se extiende al desarrollo de instrumentos para observatorios terrestres, mucho más limitada a centros típicamente grandes.
- Los astrónomos obtienen regularmente tiempo de observación en instalaciones en las que España no tiene reservada una cuota: un centenar de propuestas en observatorios terrestres por año, unas 15 en observatorios espaciales y unas pocas en centros de supercomputación.
- La formación de investigadores se concreta en la actualidad en 15 nuevos doctores por año, aunque la existencia de 100 becarios predoctorales en la actualidad hace suponer que este número ascenderá a 25 en un futuro próximo. El esfuerzo total realizado por los centros Universitarios en programas de doctorado suma más de seis programas completos, pero repartidos en 16 programas. Esto hace este sistema muy ineficiente y no da la posibilidad de una formación integral en Astronomía a muchos doctorandos.

Es muy destacable que las necesidades más sentidas por los propios investigadores, recogidas en la encuesta, proporcionan ya las claves para comprender las carencias más notorias. La primera necesidad es la de dotación de personal, particularmente en plantilla. La segunda es la continuidad, claridad y eficacia en las subvenciones. No es de extrañar que en el periodo en el

que se ha realizado esta encuesta, con retrasos sin precedentes en el envío de cartas de concesión de proyectos y, como no, pago de las correspondientes subvenciones, sea este uno de los temas más preocupantes. La tercera de las necesidades apuntada por los investigadores, la entrada de España en ESO, es considerada también en las conclusiones del informe como una clave para mejorar muchas de las carencias expuestas. Un mayor contacto –cuantitativo y cualitativo– científico-técnico con nuestros colegas europeos serviría para facilitar la búsqueda de soluciones a muchos problemas, más allá del mero acceso al cielo sur con instrumentación terrestre. La pertenencia a ESO debería espolear la generalización y racionalización de aquellas actividades en las que el sistema español presenta un déficit remarcable en todos los ámbitos. En opinión del equipo que ha elaborado el informe, el Programa Nacional de Astronomía y Astrofísica, junto con el del Espacio, deben ser la herramienta clave para llevar la Astronomía española al nivel que le corresponde en términos cuantitativos y en las diferentes áreas, manteniendo (y mejorando) la calidad de la investigación.

X. Barcons	barcons@ifca.unican.es
R. Domínguez Tenreiro	rosa.dominguez@uam.es
P.L. Pallé	plp@ll.iac.es
J.M. Paredes	josep@am.ub.es
M. López Puertas	puertas@iaa.es
I. Pérez Fournon	ipf@ll.iac.es

---

## El telescopio MAGIC para Astronomía gamma

*MAGIC es un telescopio Cherenkov de nueva generación destinado a detectar rayos  $\gamma$  cósmicos a bajas energías en el rango 10–30 GeV, llenando el hueco existente entre los telescopios de rayos  $\gamma$  en satélites y en tierra. En esta contribución resumimos sus innovaciones técnicas, objetivos físicos y el estatus actual del telescopio MAGIC.*

### Introducción

En la última década, la Astronomía gamma a muy alta energía ha experimentado un rápido desarrollo gracias a la puesta en funcionamiento de los telescopios de formación de imágenes de luz Cherenkov atmosférica. Ésta es producida en el desarrollo de las cascadas de partículas secundarias inducidas por la radiación cósmica al entrar en la atmósfera terrestre. Actualmente esta técnica permite explorar el universo no térmico relativista. Se han detectado ya más de una docena de fuentes a energías por encima de 300 GeV, lo que confirma la creencia de que se puede hacer Astronomía gamma con telescopios terrestres. Pero todavía, debido a limitaciones técnicas, la región de energía del espectro electromagnético entre 30 GeV (el límite superior de detección de los satélites actuales) y 300 GeV (el límite inferior de los telescopios Cherenkov en funcionamiento) ha permanecido inaccesible a la investigación.

El telescopio MAGIC (*Major Atmospheric Gamma-Ray Imaging Cherenkov Telescope*) (Barrio et al., 1998), actualmente en la última fase de construcción en el Roque de los Muchachos de la isla de La Palma (Tenerife), es un telescopio de nueva generación con un umbral de energía de 30 GeV (10 GeV en la segunda fase). El objetivo principal de MAGIC es cubrir la zona inexplorada de los 30 a los 300 GeV, solapando con las medidas hechas por satélites, como las del detector EGRET, a bordo del satélite CGRO, o las del futuro satélite GLAST. El diseño de este telescopio supone un reto tecnológico, en cuanto que se lleva al límite la tecnología existente de los telescopios Cherenkov convencionales, en términos de tamaño del telescopio, espejos, estabilidad y eficiencia de la cámara. Se pretende bajar el umbral de detección en energía en un orden de magnitud.

### El telescopio

Con el fin de lograr un bajo umbral de energía y una alta sensibilidad, MAGIC incorpora importantes avances técnicos en los aspectos claves de su diseño.

#### El reflector

La principal característica del telescopio MAGIC es su reflector de 17 metros de diámetro, el cual permite reco-



Figura 1: El telescopio MAGIC antes de instalar los espejos (Agosto 2002).

ger tres veces más luz que un telescopio Cherenkov convencional de 10 m. La forma del reflector es parabólica, y por lo tanto isocrona, para mejorar la reducción del fondo de radiación cósmica. El reflector es segmentado, estando compuesto por cerca de mil espejos individuales de  $50 \times 50 \text{ cm}^2$ . Los espejos están fabricados enteramente en aluminio (para reducir el peso total), pulidos con punta de diamante y recubiertos con cuarzo, lográndose una reflectividad del  $\sim 85\%$  en el rango de longitudes de onda de 300–650 nm. Así mismo, los espejos están provistos de calentamiento interno para evitar la formación de depósitos de hielo.

El soporte del reflector está formado por una estructura de tres capas de tubos de fibra de carbono, resultando en una montura superligera ( $< 10$  toneladas) a la par que muy rígida. Además, aunque la montura es muy estable (deformación respecto a la posición nominal  $< 3 \text{ mm}$ ), los espejos incorporan un sistema de óptica activa para eliminar las posibles deformaciones residuales de la montura de 17 m (Wacker et al., 1997). El bajo peso de la montura está especialmente pensado para permitir un reposicionamiento rápido del telescopio para la búsqueda de *explosiones de rayos gamma*, lográndose tiempos de reposicionamiento de típicamente 30 s.

#### La cámara

En la primera fase (fase I), la cámara está equipada con 577 fotomultiplicadores bialcalinos con una eficiencia cuántica (QE) del  $\sim 20\%$  en el rango de longitudes de onda de 300–500 nm (Ostankov et al., 2000). La cámara se compone de dos secciones (ver figura). Una sección central de alta resolución, equipada con fotomultiplicadores de  $0.1^\circ$  de diámetro, y una sección externa con fotomultiplicadores de  $0.2^\circ$ , resultando en un campo total de visión de  $4^\circ$ .

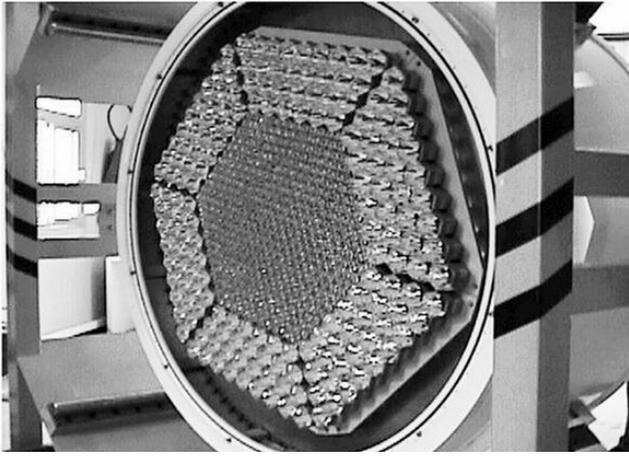


Figura 2: Vista frontal de la cámara de MAGIC.

Están previstas futuras mejoras de la cámara mediante la utilización de nuevos tipos de fotodetectores, aún en fase de desarrollo. Así, en la fase II de MAGIC se emplearán fotodetectores híbridos de eficiencia cuántica del  $\sim 45\%$ , y con una respuesta espectral extendida al rojo (330-650 nm), lo que es particularmente útil para observaciones a alto ángulo cenital. Finalmente, en la fase III, se utilizarán fotodetectores de avalancha con  $\langle QE \rangle \sim 80\%$  en el rango espectral de 330-680 nm.

### Sistema de adquisición de datos

La luz Cherenkov de las cascadas atmosféricas se produce en impulsos muy cortos, de típicamente 1 ó 2 ns de duración. Esta característica se puede utilizar para reducir el fondo después de hacer un análisis temporal detallado de la salida de la cámara. Para conseguir esto, MAGIC introduce varias mejoras innovadoras. En primer lugar, las señales analógicas son transmitidas desde la cámara hasta la estación de control mediante el uso de fibras ópticas (Mirzoyan et al., 1999). Aparte de apenas distorsionar la señal, el uso de fibras ópticas consigue reducir el peso de los cables y disminuir el ruido asociado con el transporte de la señal. Una vez en la estación de control, las señales se digitalizan mediante el uso de Flash-ADCs de 300 MHz (Cortina et al., 1999) y de 1 GHz en la fase II. Finalmente los datos son registrados por el sistema de adquisición de datos a un ritmo máximo de 1 kHz.

### Sensibilidad de MAGIC

Detalladas simulaciones de Monte Carlo muestran que, con todas las innovaciones técnicas vistas anteriormente, MAGIC tendrá un umbral en energía de aproximadamente 30 GeV (10 GeV en la fase II), el más bajo conseguido hasta la fecha por ningún telescopio Cherenkov. El área de colección efectiva crece rápidamente con la energía, alcanzándose un valor constante de  $10^5$

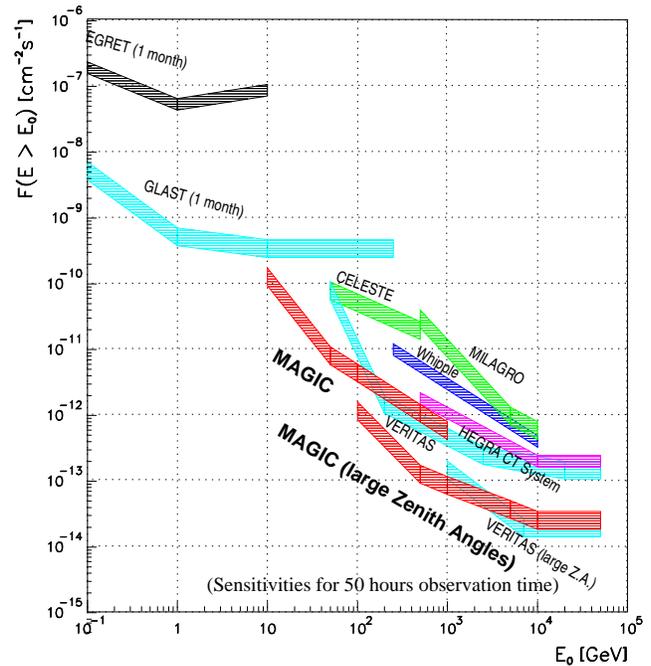


Figura 3: Sensibilidad de MAGIC en comparación con otros telescopios de rayos gamma.

$m^2$  a partir de los 100 GeV. La sensibilidad para la detección de rayos gamma en la fase I varía desde  $\sim 10^{-10} \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$  a 10 GeV hasta  $8 \times 10^{-12} \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$  a 1 TeV (valores determinados por el fondo de rayos cósmicos). En la figura 3, se muestra la sensibilidad de MAGIC comparada con la de algunos de los telescopios actuales y futuros de rayos gamma.

### Objetivos científicos de MAGIC

En lo que sigue se describen brevemente las principales cuestiones de Astrofísica, Cosmología y Física de partículas que serán estudiadas con MAGIC, enfatizando la importancia de lograr un umbral de energía lo más bajo posible.

- *Núcleos de Galaxias Activas* (AGNs) con un desplazamiento al rojo de hasta  $z \approx 3$ . El Universo visible en radiación gamma de alta energía está limitado por la absorción debida al fondo infrarrojo intergaláctico. Los telescopios Cherenkov actuales pueden observar objetos a distancias hasta un desplazamiento hacia el rojo de  $z \approx 0.1$ , mientras que MAGIC, debido a su bajo umbral de detección en energía, podrá observar la mayoría de AGNs hasta un  $z \approx 3$ . Esto permitirá determinar si la radiación gamma procedente de los AGNs es absorbida sólo durante su trayecto o bien si hay absorción interna en la fuente. Un gran número de detecciones permitirá además medir y poner límites al fondo de infrarrojo.

- *Restos de Supernovas* (SNRs). Se cree que los restos de supernova de tipo *shell*, o de 'capa expansiva', son los lugares en los que se originan los rayos cósmicos, y de ser así, deberían producir grandes cantidades de

radiación gamma como resultado de su aceleración en la onda de choque de la supernova. Se han detectado ya algunos restos de supernova a energías mayores que 300 GeV, compatibles con la hipótesis de aceleración de electrones. Sin embargo, todavía no se han encontrado evidencias que apunten hacia aceleración de hadrones. La observación de rayos gamma producidos en la interacción de hadrones acelerados en la onda de choque de una supernova, con una nube molecular, sería una prueba esencial de la presencia de hadrones en los restos de supernovas.

- *Púlsares.* Hasta la fecha, no se ha observado radiación gamma procedente de púlsares con ningún telescopio Cherenkov, ya que sólo sus nebulosas parecen ser visibles por encima de 300 GeV. Esto sugiere que la emisión gamma en los púlsares termina a energías inferiores a unos cientos de GeV. MAGIC, gracias a su bajo umbral de detección, será capaz de estudiar con detalle la forma del espectro de los púlsares en la región de mayor interés, es decir, por encima de los 10 GeV, donde la emisión gamma desaparece abruptamente. Esto permitirá aclarar los mecanismos de producción de radiación gamma en las estrellas de neutrones.

- *Explosiones de rayos gamma (GRBs)* en la nueva ventana de energía. MAGIC, con su inmensa área efectiva y rápido reposicionamiento, está idealmente diseñado para buscar las contrapartidas en rayos gamma de muy alta energía de los GRBs.

- Búsqueda de candidatos a materia oscura no bariónica, como por ejemplo los neutralinos, que con una masa teórica de unos 50 GeV, deberían dar lugar a la observación de una línea de aniquilación ( $\chi\chi \rightarrow \gamma\gamma$ ) procedente del centro de la galaxia.

Finalmente, es por sí solo de gran importancia el solapar la observaciones hechas con telescopios Cherenkov con las hechas por satélites, para poder realizar por primera vez calibraciones cruzadas de estos tipos de detectores.

## Estado actual

La estructura principal del telescopio MAGIC está construida y ensamblada en La Palma desde finales del año 2001 (figura 1). Hay instalados ya más de 100 m<sup>2</sup> de espejos (alrededor del 40% de la superficie reflectora total) y está previsto instalar el resto de los espejos a principios del año 2003. La cámara ya ha sido terminada e instalada recientemente en el telescopio. A finales de año, la electrónica de *trigger* y los primeros canales de toma de datos (alrededor de 1/5 del total) estarán instalados. La *primera luz* del telescopio está prevista para principios del 2003, y se espera que el telescopio esté completamente construido antes del verano del 2003. A partir de ese momento se empezará con el programa científico, que como se ha visto anteriormente, cubre temas tan amplios como la búsqueda y estudio de núcleos de galaxias activos, restos de supernova, explosiones de rayos gamma, púlsares etc.

## La colaboración MAGIC

La colaboración MAGIC está formada por más de 15 grupos de investigación de países europeos y no europeos. En el primer grupo se encuentran las siguientes instituciones: España (Barcelona UAB, Barcelona IFAE, Madrid UCM), Italia (Padova INFN, Siena), Alemania (Munich MPI, Siegen, Wuerzburg, Tuorla), Polonia (Lodz). En el segundo grupo están: Armenia (Yerevan, Observatorio de Crimea), Rusia (Moscu), USA (UC-Davis) y Sudáfrica (Potchefstroom).

Para más información sobre el proyecto MAGIC ver: <http://hegra1.mppmu.mpg.de/MAGICWeb/>

## Referencias

- [1] J.A. Barrio et al. "The MAGIC Telescope" (1998), MPI-PhE/98-5.
- [2] A. Wacker et al., in Proc. "Towards a Major Atmospheric Cerenkov V", Kruger Park 8-11 August 1997, South Africa, p. 383.
- [3] A. Ostankov et al. (2000), *Nucl. Instrum. Methods A*, 442, 117.
- [4] R. Mirzoyan et al., in Proc. "Towards a Major Atmospheric Cerenkov VI", Snowbird 13-16 August 1999, Utah, p. 358.
- [5] J. Cortina et al., *Procs "Towards a Major Atmospheric Cerenkov VI", Snowbird 13-16 August 1999, Utah*, p. 363.

M. López Moya	marcos@gae.ucm.es
M.V. Fonseca González	fonseca@gae.ucm.es
M. Martínez Rodríguez	martinez@ifae.es
C. Baixeras Divar	Carmen.Baixeras@uab.es

## El Gran Telescopio Canarias: instrumentación científica

El GTC contará desde su puesta en operación con dos instrumentos científicos de primera generación, OSIRIS y CANARICAM. Además, contará con ELMER, un instrumento concebido para minimizar los riesgos de estar sin instrumentos de "Día Uno". Todos estos instrumentos están en un avanzado estado de fabricación. El año 2003 será el año de su integración y pruebas en laboratorio. Alrededor de estos instrumentos se está desarrollando una intensa actividad científica de preparación de programas de observación. El propósito es que el impacto científico del GTC sea importante desde el comienzo.

Un cuarto instrumento, EMIR, está en proceso de diseño, esperando esté completado y en el telescopio para finales de 2006. EMIR es el primer instrumento de segunda generación. Se están cubriendo las primeras etapas para la selección de un espectrógrafo de resolución intermedia-alta, así como de un instrumento infrarrojo de alta resolución espacial que explotará el haz corregido por el sistema de óptica adaptativa.

Con este complemento de instrumentos el GTC espera poner a disposición de la comunidad un abanico puntero de capacidades observacionales.

El espejo secundario que en la pasada edición de este boletín estaba en entredicho, parece haber entrado en vías de solución. En efecto, el substrato de berilio ya con su forma serrada y sustancialmente aligerado de peso se entregará al pulidor antes de que estas líneas vean la luz.

En la pasada edición de este boletín pospusimos un repaso al estado de los instrumentos científicos del GTC para esta edición. Y como lo prometido es deuda, este informe versará fundamentalmente sobre dichos instrumentos, y estará basado en los informes que los investigadores principales de cada uno de los instrumentos presentaron al Comité Científico Asesor (CCA, también conocido como SAC por sus siglas en inglés). Por cierto, que el CCA ha renovado a parte de sus miembros, habiendo abandonado el comité Luis Colina Robledo y Casiana Muñoz Tuñón por término de su mandato, Jose Cernicharo también acaba ahora su mandato. Los nuevos miembros son John Beckman (IAC), Javier Gorgas (UCM) y Mariano Moles (IAA).

### OSIRIS

Como su nombre trata de describir, OSIRIS (Optical System for Imaging and low Resolution Integrated Spectroscopy) es un instrumento para realizar tanto imagen como espectroscopía de baja resolución. Basado en el uso de detectores CCD de última generación combinados con filtros sintonizables, y un amplio campo de visión para espectroscopía multiobjeto, OSIRIS

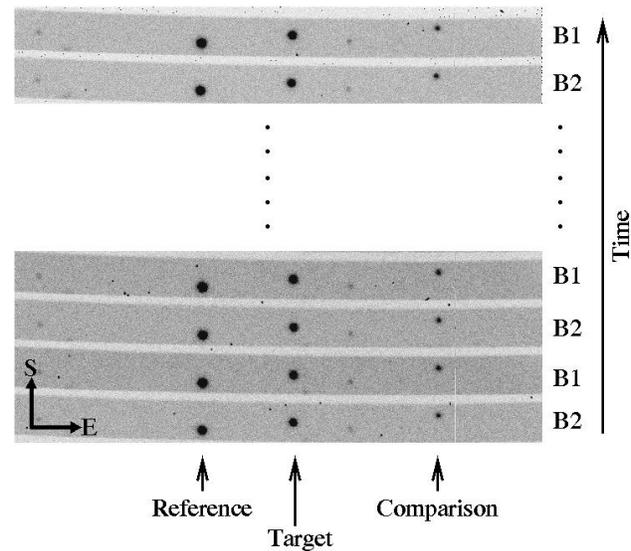


Figura 1: Ejemplo de fotometría rápida con OSIRIS. Las exposiciones sucesivas pueden hacerse en una única banda, o en dos o más bandas, pudiendo estas ser línea, o contínuo. La exposición se realiza en la parte inferior del detector, seleccionando mediante una máscara una franja de éste. La carga se mueve hacia arriba periódicamente. La imagen final (figura) mostraría todas las exposiciones realizadas, cada exposición sucediendo a la anterior en el tiempo con intervalos de hasta 1 milisegundo.

será uno de los instrumentos más versátiles y potentes de su clase. Un aspecto importante de OSIRIS, es el uso de las propiedades de transferencia de carga del detector Marconi (2K × 4K) que permiten desplazar la carga sin necesidad de leer el detector. Ello permite por ejemplo realizar imágenes en una línea y su contínuo alternativamente en zonas contiguas del detector, leyendo éste solo cuando se ha acumulado suficiente señal. Basta entonces una substracción y se tiene una imagen en la línea con el contínuo quitado. Esta técnica permite también substraer el cielo de imágenes profundas con mayor precisión de lo que se hace normalmente. Por último, esta técnica se emplea también para fotometría y espectrofotometría rápidas, situando por ejemplo una máscara o rendija en un extremo del detector, integrando un tiempo, moviendo la carga unos cuantos píxeles, integrando de nuevo, etc, de modo que la resolución temporal alcanzable es el tiempo que tarda la carga en desplazarse un número dado de píxeles (del orden de 1ms).

Tras de OSIRIS hay un grupo de científicos e ingenieros liderados por Jordi Cepa (IAC), que están haciendo un gran esfuerzo por llevar a buen término este proyecto. OSIRIS es un proyecto internacional con participación fundamentalmente de España y México.

La Tabla 1 resume las principales características de OSIRIS. Nótese su gran campo de visión, la versatilidad que aportan los filtros sintonizables, la posibilidad de realizar espectroscopía multi-objeto con máscaras, y la

Campo de visión (CV)	8.0'×8.0' 8.0'×5.2'	Imagen Espectroscopía de baja resolución
Escala de placa	0.125"/pixel	
Rango espectral	365–1000 nm	Imagen y espectroscopía
Calidad de imagen (FWHM, 76% EE)	0.25"–0.30"	Diseño apocromático Todas las lentes esféricas
Detector	2×(2K×4K) 15 $\mu$ m	MIT-LL CCID-20 Intensificado en el azul
Filtros convencionales	Johnson y "corta órdenes"	14 posiciones
Filtros ajustables de banda estrecha	Azul Rojo	365–650 nm (a confirmar) 600–1000 nm (a confirmar)
Desplazamiento de carga	1/3 del campo de visión central	Posibilidad de otras opciones
Fotometría rápida	Rendija larga 3"	Posibilidad de otras opciones
Resoluciones	500, 1200, 2500	R=2500 con un CV más pequeño
Rendijas largas	Diferentes anchuras fijas	0.4, 0.6 (nominal), 0.8, 1.0 1.2, 1.5, 2.0, 3.0, 5.0 arcsec
Cargador de máscaras	14 máscaras	Número mínimo
Espectroscopía multiobjeto (EM)	24–38 objetos 160 objetos	EM convencional EM de campo poblado

Tabla 1: Principales características de OSIRIS

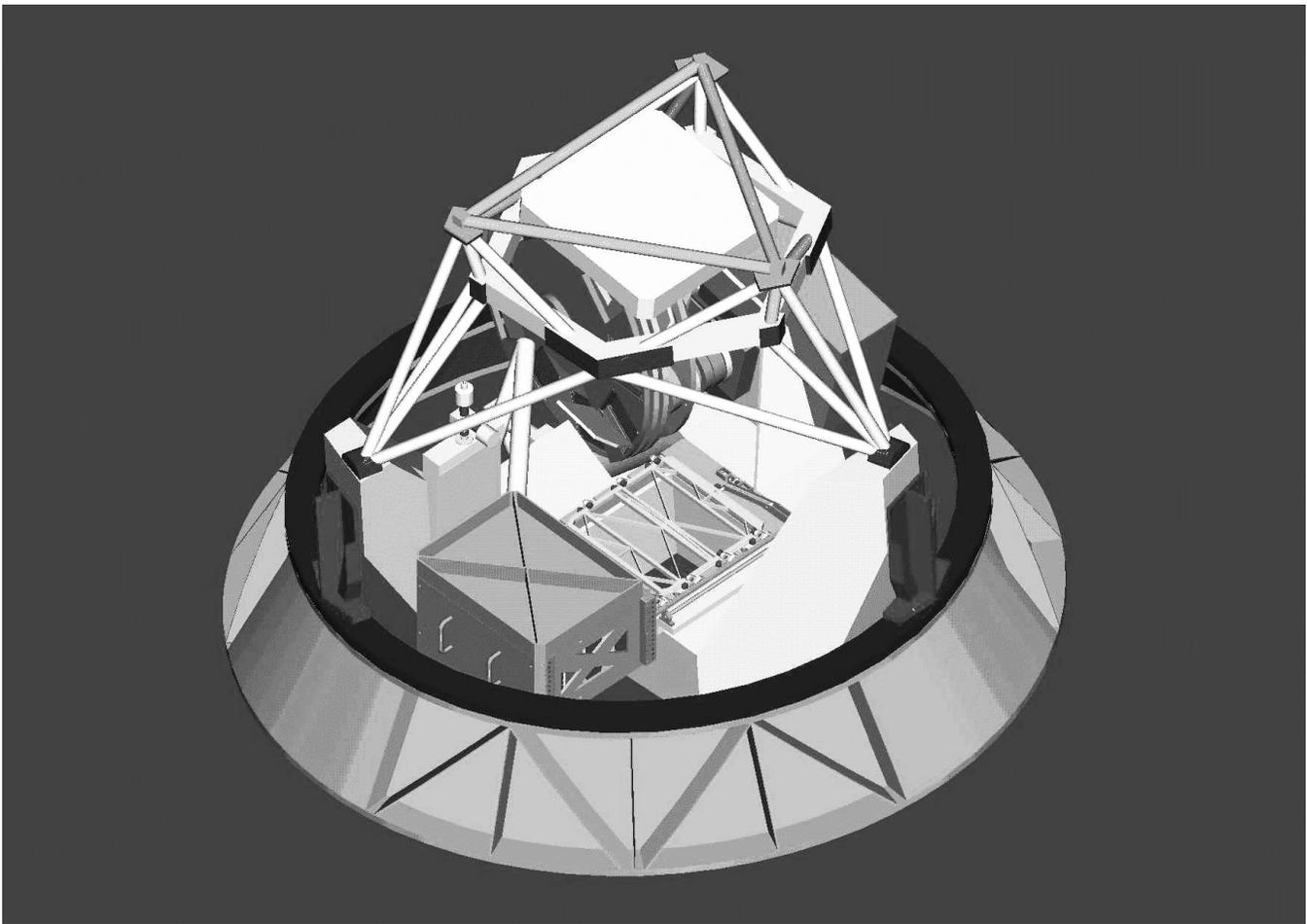


Figura 2: Esquema 3D de OSIRIS con su flanco de anclaje al rotador Nasmyth. El espejo que se ve en la parte superior es el colimador. Puede verse asimismo el alojamiento de las ruedas de filtros y el cambiador de máscaras.

capacidad de hacer espectrofotometría rápida. OSIRIS espera conseguir magnitud 26.4 y 25.9 en las bandas  $g$  y  $r$  de Sloan respectivamente ( $\sigma=5$  en 1000 s con *seeing* de 1 segundo de arco). En espectroscopía se espera

alcanzar en las mismas condiciones, magnitudes límite entre 20.5 y 22 dependiendo de la longitud de onda y resolución.

El diseño óptico de OSIRIS se ha hecho en México

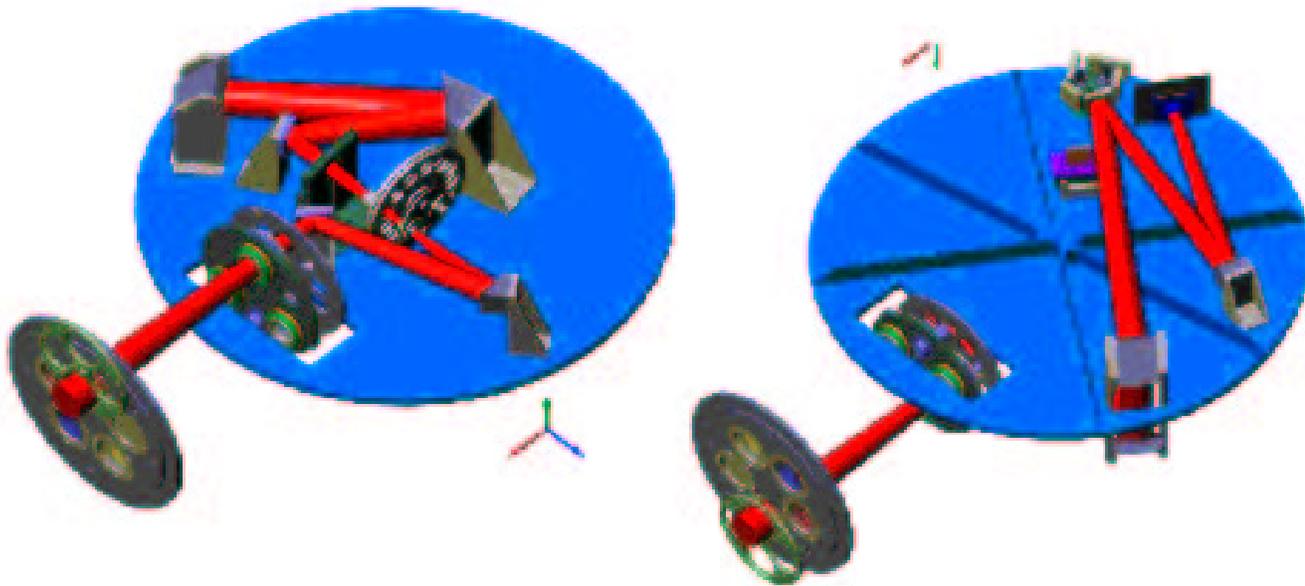


Figura 3: Disposición de los elementos ópticos de CanariCam. A la izquierda el piso superior en el que pueden verse las ruedas que portadoras de los filtros, máscaras de rendija, máscaras de pupila, etc. A la derecha el piso inferior contiene la torreta de redes, el prisma Wollaston para polarimetría, y el detector.

con importante colaboración del IAC. El diseño óptico ha estado dominado por la necesidad de acomodar filtros sintonizables comerciales, lo que se ha traducido en un tamaño pequeño de pupila, complicando bastante el diseño, que sin embargo ha sido solucionado muy satisfactoriamente en términos de calidad de imagen por el grupo de la UNAM en México. El diseño mecánico se ha realizado en el IAC, así como el diseño de la electrónica y del *software* de control. Está pendiente la contratación del *software* de reducción de datos, en el que hasta ahora ha colaborado fuertemente Miguel Sánchez Portal, de la Universidad Pontificia de Salamanca. Es este un tema de gran importancia en el caso de OSIRIS por la complejidad que supone la calibración de los filtros sintonizables.

En la actualidad, OSIRIS está en fase de procuraduría de los diferentes componentes y subsistemas. Gran parte de la óptica ya ha sido fabricada. Los filtros sintonizables se están fabricando. La mecánica ha sido contratada en su casi totalidad, por lo que se espera que la integración y montaje de OSIRIS se lleve a cabo sin problemas a lo largo de 2003. OSIRIS cuenta con financiación tanto de GRANTECAN S.A. como del Plan Nacional de Astronomía y Astrofísica.

### *CanariCam*

El segundo de los instrumentos de primera luz del GTC es una cámara/espectrógrafo que operará en el infrarrojo medio entre 8 y 25 micras. CanariCam podrá asimismo hacer polarimetría en las ventanas atmosféricas N

(10 $\mu$ m) y Q (20 $\mu$ m) y coronografía en la ventana N. Estas capacidades confieren a CanariCam aspectos únicos dentro de su clase.

CanariCam está liderado por Charlie Telesco (Universidad de Florida) y se está construyendo en su totalidad en dicha Universidad bajo contrato con GRANTECAN S.A. CanariCam está basado en otros instrumentos previamente construidos por C. Telesco, en particular Trecs (Gemini). Sin embargo CanariCam ofrece capacidades no existentes en Trecs, tales como la polarimetría y la coronografía.

El diseño de CanariCam ofrece una escala de placa de 0.08"/pixel, lo que nos coloca en el límite de difracción a partir de 8  $\mu$ m, y un campo de visión de 25.6"  $\times$  19.2". Se espera poder observar objetos puntuales de 30  $\mu$ Jy en 1 hr con señal/ruido 1 en la banda de 10 $\mu$ m. En 20  $\mu$ m el número equivalente sería 340  $\mu$ Jy. Si se comparan estos números con los flujos límites observados por ISO se ve la gran sensibilidad de CanariCam para objetos puntuales.

CanariCam permitirá llevar a cabo observaciones espectroscópicas con baja e intermedia resolución en las bandas de 10 y 20  $\mu$ m. Se podrá realizar espectroscopía en la banda de 10  $\mu$ m de objetos puntuales de 0.9 mJy (baja resolución) o 3.1 mJy (alta resolución) en 1 hora con señal ruido 1. En 20  $\mu$ m estos números serían 7.4 mJy y 20.5 mJy respectivamente. Nótese que estos valores son bastante más bajos que los límites alcanzados por los satélites IR lanzados hasta ahora.

CanariCam será además el único coronógrafo existente en un telescopio de gran tamaño y capaz de tra-

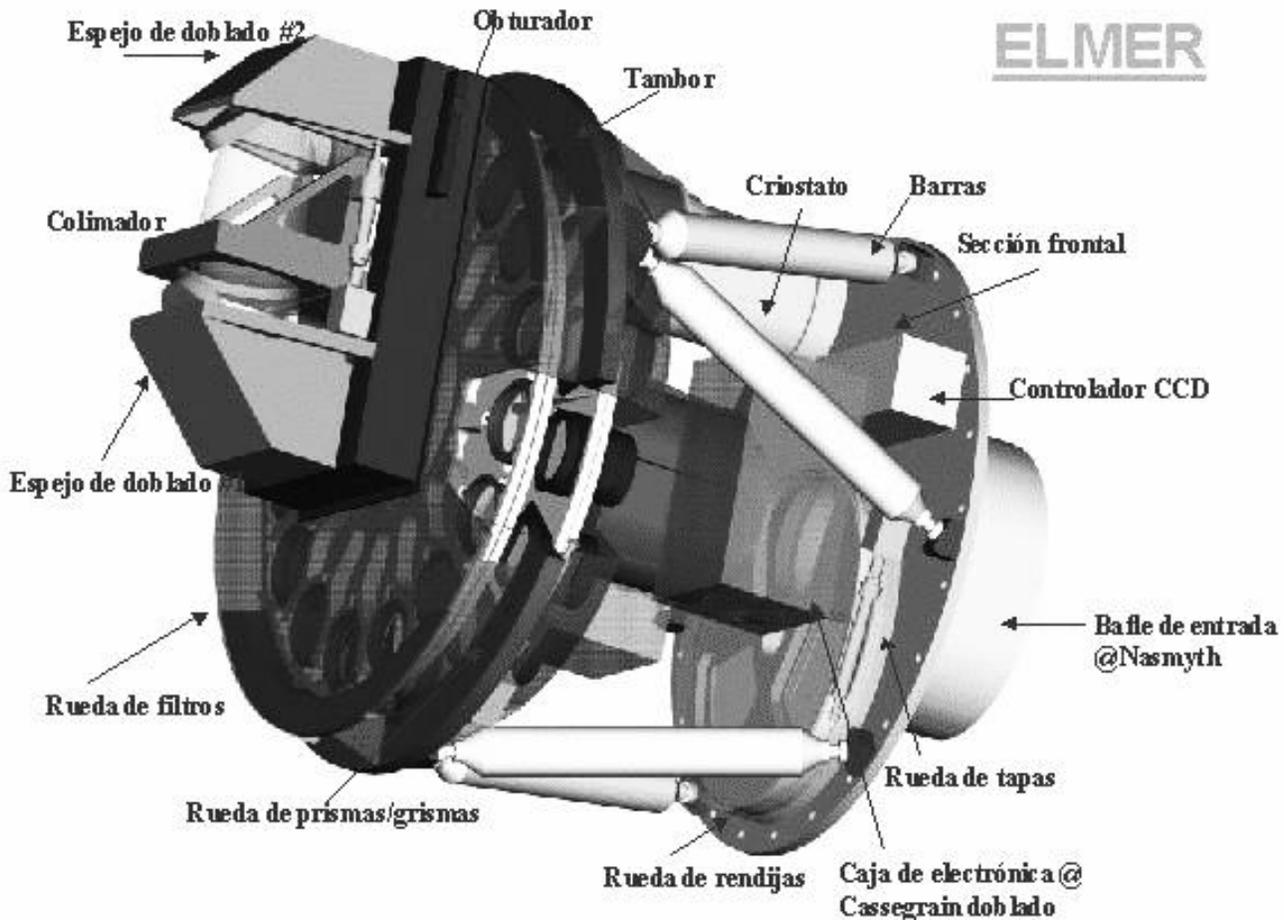


Figura 4: Vista en 3D de ELMER. Los componentes más importantes están señalados.

bajar en la banda de  $10 \mu\text{m}$ . Desde el inicio de CanariCam ha habido discusiones acerca de la viabilidad de un coronógrafo en el infrarrojo medio debido a la enorme contribución del fondo térmico a la señal, así como por la complicada forma del patrón de difracción en un telescopio segmentado. Después de numerosas simulaciones se ha llegado a la conclusión de que la coronografía en el IR medio puede ser muy útil para, entre otros proyectos, la detección de posibles planetas de baja masa en torno a estrellas de secuencia principal. Los modelos indican que puede alcanzarse un factor de supresión de al menos 10. Esto significa que, por ejemplo, para una estrella tipo solar a 10 pc, el límite de detección de un objeto situado a 10 Unidades Astronómicas ( $1''$ ) sería de  $15 \mu\text{Jy}$ , comparado con un límite de  $150 \mu\text{Jy}$  si no se usara coronografía.

Por último, CanariCam podrá realizar polarimetría en  $10$  y  $20 \mu\text{m}$ . Se espera un límite de detección ( $3\sigma$  en 1 hora) para objetos de alta polarización ( $\sim 1.5\%$ ) de  $15\text{mJy}$ , o de  $150 \text{mJy}$  en el caso de objetos de baja polarización ( $\sim 0.1\%$ ).

CanariCam pasó su revisión crítica de diseño en Marzo de 2002, y ahora está en avanzado estado de

construcción. Su fecha de entrega está prevista para finales el 2003, y no se esperan problemas dada la experiencia del grupo de la Universidad de Florida. Charlie Telesco está haciendo un gran esfuerzo por aglutinar en torno a CanariCam un grupo científico con elevada participación española. CanariCam será un instrumento ideal para el estudio de zonas de formación estelar tanto galácticas como extragalácticas, para aportar nuevas claves en el análisis de la conexión entre actividad nuclear y formación estelar, o para el estudio de galaxias lejanas, sin dejar de lado la observación de objetos de baja masa, tales como enanas marrones, objetos protoestelares, o planetas extrasolares.

## ELMER

ELMER es un instrumento pensado para hacer imagen y espectroscopía de baja resolución en el rango visible a un costo reducido en términos tanto monetarios como de riesgo. ELMER, como OSIRIS, es un instrumento que trabajará en el rango visible, pero cuyo campo de visión es bastante menor que el de Osiris. Esto se traduce en una óptica más simple, que a su vez conlleva

una mecánica más simple, lo que a su vez se traduce en un relativamente bajo coste. Un aspecto fundamental de ELMER es que se concibió como un instrumento casi sin riesgo, si es eso posible... ELMER fue decidido en efecto en una época en la que, algo ingenuamente, creíamos que el telescopio iría bien y los instrumentos tarde. En cualquier caso, ELMER se situará en uno de los focos Cassegrain doblados, con lo que estará siempre listo para obtener una imagen del campo observado, lo cual puede ser muy útil para muchos programas, y no ocupará ninguno de los focos principales del GTC, destinados inicialmente para OSIRIS y CanariCam.

ELMER, a pesar de su sencillez, ofrece un completo abanico de modos de observación, tales como imagen en banda ancha y estrecha, espectroscopía de rendija larga, fotometría y espectrofotometría rápidas y espectroscopía multi-objeto. Esto combinado con su alta calidad de imagen y alta transmisión óptica, podrían hacer de ELMER uno de los instrumentos más populares del GTC. Por ejemplo, se espera alcanzar magnitudes 27.5 y 26.0 en las bandas  $g'$  e  $i'$  de Sloan respectivamente ( $5\sigma$  en 1 hora de integración con un *seeing* de 1 segundo de arco).

ELMER se ha diseñado para operar entre 365 y 1000 nm, con una escala de  $0.195''/\text{pixel}$  y un campo de visión de  $3' \times 3'$  ( $\Phi 4.2'$ ). ELMER utilizará el conjunto de filtros anchos de Sloan (SDSS  $g'$ ,  $r'$ ,  $i'$  y  $Z'$ ) así como un conjunto de filtros estrechos en las líneas principales. Incluye asimismo un conjunto de prismas, prismas escalonados y VPHs que producen una dispersión entre 80 y 2500. Un diagrama en tres dimensiones de ELMER puede verse en la figura 4. Un aspecto importante de ELMER, como también en OSIRIS, es el uso de las propiedades de transferencia de carga del detector Marconi ( $2K \times 4K$ ) que permiten desplazar la carga sin necesidad de leer el detector.

ELMER está en este momento en avanzado estado de fabricación, después de haber pasado su revisión crítica de diseño. Nótese que el diseño de ELMER se ha realizado enteramente en la oficina de proyecto, bajo la dirección de Marisa García Vargas, que ha contado con el entusiasta grupo de instrumentación del GTC.

La mayoría de los componentes ópticos está ya fabricada o terminándose de fabricar. Faltan los elementos dispersores que han sido los últimos en diseñarse en detalle y cuya fabricación acaba de comenzarse. Igualmente la mecánica está en proceso de fabricación y no se esperan dificultades.

Mucho se está trabajando también en los paquetes de programas que permitirán por una parte insertar plenamente ELMER en el sistema global de control del GTC, así como en los programas de reducción de datos científicos, en los que el grupo de la Universidad Complutense de Madrid está realizando un trabajo excepcional. El astrónomo típicamente recibirá no solo los datos brutos incluyendo los ficheros de calibración, sino también los datos reducidos, al menos hasta un cierto punto (reducción básica) que será validado científicamente



Figura 5: En la figura superior se muestran los substratos de las lentes de ELMER. En la inferior un conjunto de filtros de Sloan ya recibidos y listos para su instalación en ELMER.

por el personal del observatorio. Esta reducción básica (nivel de cero, *bias*, corriente de oscuridad, uniformidad de campo, mas localización de rayos cósmicos y producción de una máscara de rayos cósmicos) será realizada en cadena (*pipeline*) con supervisión de los astrónomos de soporte. El código de reducción de datos será el mismo, excepto los elementos dependientes del instrumento, que los de la caja de Adquisición y Guiado y la cámara de verificación.

ELMER debe estar listo en la segunda mitad de 2003 y todo parece indicar que ese será el caso.

## EMIR

EMIR es el primer instrumento de segunda generación del GTC, y primer instrumento que trabajará en el infrarrojo cercano. EMIR es un espectrógrafo multi-objeto con capacidad de imagen. Paco Garzón es el investigador principal de EMIR y lidera un equipo altamente motivado de científicos e ingenieros de varias instituciones de España, Francia y los EEUU. EMIR tiene previsto pasar su revisión de diseño preliminar en

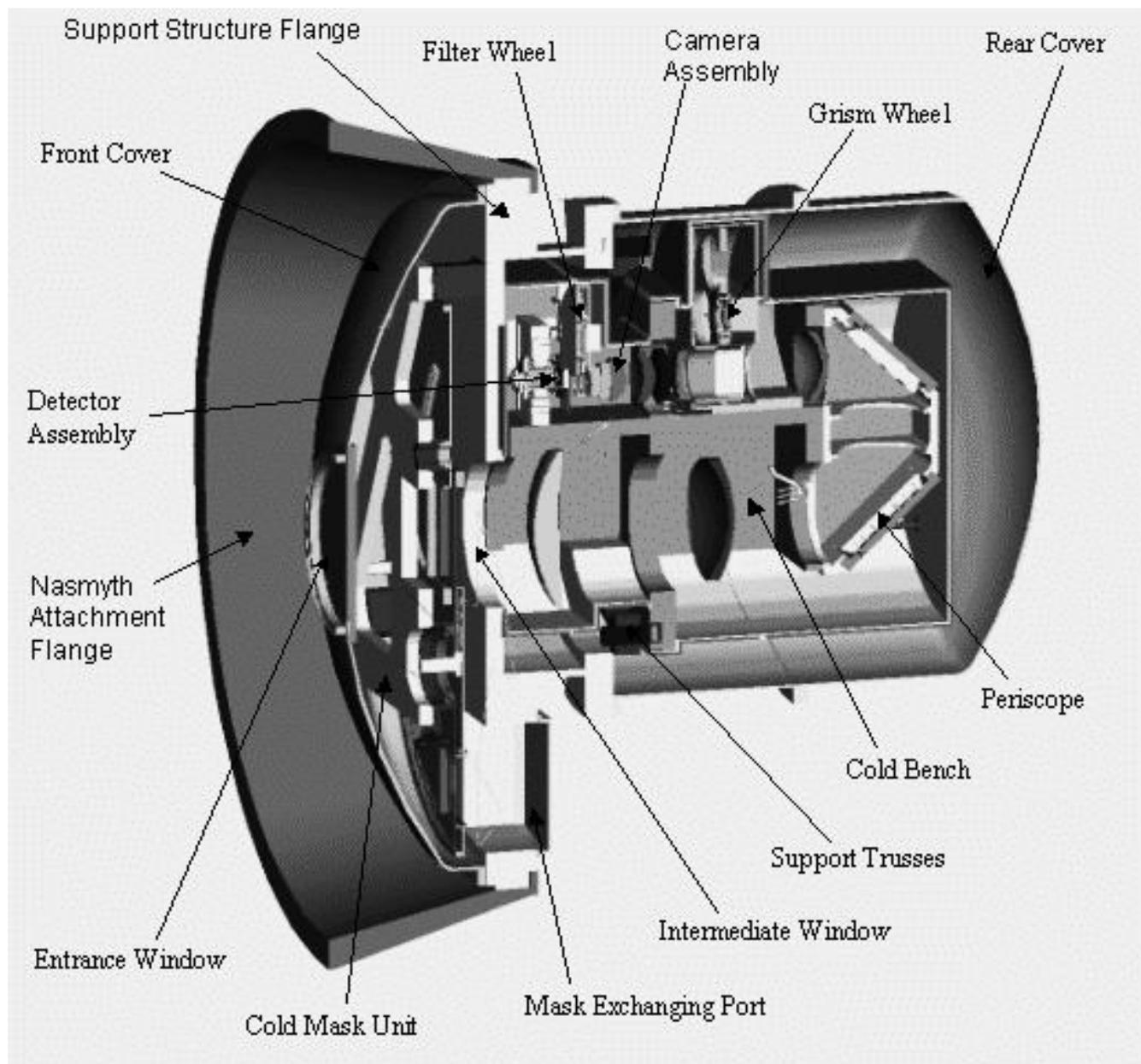


Figura 6: Vista en 3 dimensiones de EMIR. Puede notarse el diseño compacto.

Marzo de 2003. Solo después de una revisión exitosa se dará el visto bueno para proseguir con el diseño y fabricación de EMIR.

Las características principales de EMIR son su gran campo de visión, necesario para realizar espectroscopía multi-objeto, su rango espectral hasta la banda  $K$ , y su relativamente alta dispersión. EMIR es un instrumento fuertemente condicionado en su diseño por su programa científico fundamental, el programa COSMOS, que trata de determinar la tasa de formación estelar en el universo hasta  $z \sim 2.5$ .

Clave por tanto en EMIR es realizar espectroscopía en la banda  $K$ , realizar espectroscopía con al menos resolución 4500, y conseguir un diseño óptico de gran campo para realizar espectroscopía multi-rendija de un número suficiente de fuentes. Estos requisitos han lle-

vado al límite el diseño óptico. En efecto  $6 \times 6 \text{ arcmin}^2$  son complicados de conseguir dada la escala en el plano focal del GTC. Al mismo tiempo la gran ventana de entrada en un instrumento criogénico es todo un reto de diseño. Y es que el instrumento ha de ser enfriado criogénicamente para la observación en la banda  $K$ . La resolución espectral está asimismo pendiente de la fabricación de prismas escalonados en selenuro de zinc. Este material de alto índice de refracción permitiría alcanzar la resolución necesaria para resolver las líneas de OH atmosférico, con lo que se consigue una mejora en sensibilidad de al menos una magnitud. Por último, la necesidad de cambiar las máscaras para la observación multi-rendija, en un instrumento criogénico en el que las propias máscaras han de estar frías, supone un reto adicional. EMIR es por tanto un instrumento comple-

jo, pero único, un instrumento que abrirá el camino de la espectroscopía multi-objeto infrarroja.

EMIR está ahora concluyendo su diseño preliminar a todos los niveles. Existe una solución de diseño óptico que produce una muy buena calidad de imagen en todo el campo de visión. La espectroscopía está basada en prismas escalonados. El uso de redes hubiera resultado en un instrumento excesivamente voluminoso, con lo que su enfriamiento hubiera sido problemático. Sin embargo alcanzar la resolución espectral necesaria basándose en prismas escalonados es un reto tecnológico caro. Se han realizado pruebas con éxito en materiales como el selenuro de zinc.

El otro reto importante de EMIR es resolver el problema de los cambios de máscaras en un instrumento criogénico. Se están estudiando dos soluciones, una de ellas basada en un rueda de máscaras en un criostato adicional, y la otra basada en un robot que movería las rendijas por el campo automáticamente. La primera solución sólo admitiría unas tres máscaras por noche y supondría una pesada carga de mantenimiento. La segunda es más cara y complicada tecnológicamente pero podría usarse para configurar cualquier número de máscaras durante la noche. Un prototipo de este robot está siendo fabricado por CESEM en Suiza para la ESA, por lo que dicha tecnología podría ser aplicable directamente a EMIR.

EMIR espera llegar al telescopio para finales de 2006. Llegar más tarde de esta fecha pondría en peligro la consecución de los objetivos científicos que la colaboración COSMOS se ha planteado.

## *Nuevos instrumentos*

Como se anunció en Granada, el próximo instrumento de segunda generación será un espectrógrafo óptico de resolución intermedia-alta. El Comité Científico Asesor está preparando una encuesta que se distribuirá a la comunidad para entender las necesidades de ésta y poder así especificar mejor el instrumento de cara a realizar un anuncio de oportunidad para su diseño y fabricación.

Un caso similar es el del instrumento de alta resolución espacial, que forma parte del programa de Óptica Adaptativa del GTC. Dicho programa está en marcha, habiéndose completado la fase de diseño conceptual. En la actualidad se trabaja en la fase de diseño preliminar que estará finalizada para el verano de 2003. El instrumento de alta resolución espacial explotará el haz corregido proporcionado por el sistema de óptica adaptativa produciendo imágenes limitadas por difracción y espectroscopía en las bandas *J*, *H* y *K*. En los próximos meses se espera lanzar asimismo el anuncio de oportunidad para este instrumento.

## *Edificio y cúpula: últimas noticias*

El edificio y cúpula han sido finalizados, si bien con algunas disfunciones en el caso de la cúpula. La obra civil está siendo aceptada habiendo quedado algunas partidas por terminar, partidas que se ha preferido no acabar ya que podrían estropearse en lo que queda de etapas de construcción pesada (telescopio). Estas partidas se completarán posteriormente. En cuanto a la cúpula, los trabajos de montaje han concluido, sin embargo, existen algunos problemas con los mecanismos de la compuerta de observación y de las ventanas de ventilación. Estos problemas se irán solucionando paulatinamente a lo largo del año 2003, pero de tal modo que no interrumpan los trabajos de montaje de la estructura mecánica del telescopio que están comenzando en estos momentos.

## *Congreso "Ciencia con el GTC"*

El próximo congreso sobre "Ciencia con el GTC" tendrá lugar en México, muy posiblemente a finales de verano o principios de otoño, para no coincidir con la reunión de la IAU en Sidney, ni con otros congresos que los organizadores mexicanos tienen en la primera mitad del año.

Pedro Alvarez Martín [pam@ll.iac.es](mailto:pam@ll.iac.es)  
J. Miguel Rodríguez Espinosa [espinosa@ll.iac.es](mailto:espinosa@ll.iac.es)

# Cosmic Star Formation: the Early Years

Alberto Fernández Soto `fsoto@merate.mi.astro.it`

Marie Curie Fellow, Observatori Astronòmic de la Universitat de València

## Abstract

*I present in this paper a short history of the star formation rate in the universe. I include a brief description of the most widely used star formation tracers, and concentrate particularly in the ultraviolet estimators to present some recent results about star formation at very high redshift. Most of our present knowledge of the star formation process is still open to debate, and this is specially true when we talk about the first generations of stars. I try to emphasize the large uncertainties that still plague the analysis, and the relatively surprising fact that different measurements performed with different methods applied to widely different observations seem to agree within reasonable limits. I finish with some predictions of future developments in this field.*

## Resumen

En este artículo presento una breve historia de la formación estelar en el Universo. Se incluye una descripción de los trazadores de formación estelar más utilizados, en particular los basados en el continuo ultravioleta utilizados recientemente para estudiar la formación estelar a alto redshift. La mayor parte de nuestro conocimiento actual sobre formación estelar es aún materia de debate, especialmente en lo referente a las primeras generaciones de estrellas. Es por ello importante describir explícitamente las incertidumbres presentes en nuestras medidas y analizar el hecho de que los resultados de medidas diferentes, efectuadas con métodos diferentes, sobre datos de muy variado origen, coincidan (dentro de límites razonables). Termino este artículo con algunas consideraciones sobre futuros instrumentos y avances en este campo.

## Introduction

When the editors of the *Boletín de la Sociedad Española de Astronomía* offered me the possibility to write this article, I was so flattered that I only managed to say yes. Only afterwards the idea dawned on me that I was not really prepared to write a “review article on the star formation history of the universe”, as had been requested. For a start, I have arrived to the arena of cosmic star formation studies through a complicated path, that has not taken me through many of the most important aspects of this complicated field. I would

hence prefer to consider this article not as a *Review*, but rather as an *Introduction* to the study of cosmic star formation. As such, I will not dwell in the details, but give frequent references to works by other authors, where the interested reader is supposed to look for help, formalisms, details, and even more references.

The reference to “the early years” of cosmic star formation in the title of this article is twofold: it refers to the fact that I will concentrate most of my effort on the star formation rate happening at high redshift, but also to the youth of this field. Tinsley & Danly (1980) were the first authors to try and estimate the star formation density in the local universe, based on the zeroth-order relationship between star formation rate and  $(B - V)$  colours described by Larson & Tinsley (1978). Remarkably, the value they obtained (a local star formation density of  $\approx 0.05h^2M_{\odot}\text{yr}^{-1}\text{Mpc}^{-3}$ ) is in good agreement with more recent measurements described below.

Only a few years earlier, Silk (1977a) had published one of the first theoretical studies about how the first generation of stars could have been born. In this seminal paper, Silk investigated the relationship between the properties of the initial ionised gas clouds, the binding energy and the mass of the final, observed spheroidal galaxies; together with the cooling effects in the primordial gas. He considered his work to be “an indicator toward a more rigorous theory”. Two more papers followed (Silk 1977b,c), devoted to the detailed analysis of the role played by dust opacity in the cloud fragmentation process, and to the initial stellar mass function.

The first efforts to directly measure the star formation history of the universe over large timescales arrived only in the mid 1990s. As is described in more detail in Section 4, different groups published estimates of the star formation rate based in emission-line surveys of the local universe (Gallego *et al.* 1995) and large spectroscopic surveys at  $z < 1$  (Lilly *et al.* 1996). It was Madau *et al.* (1996) who combined those data with colour data from the Hubble Deep Field to publish the first complete picture of the star formation history from  $z \approx 4$  to the present. This picture (now usually referred to as the “Madau diagram”) has evolved significantly over the last few years, generally in the direction of a more active star formation intensity in the distant past. It will certainly change further when new high-quality observations, covering the important far-infrared to millimeter range, will become available.

A large effort has been devoted over the years to develop and improve on observational methods to estimate the star formation rate. Many of them are described in Section 3, including estimates derived from observations that cover most of the electromagnetic spectrum: from radio and thermal infrared, to the ultraviolet continuum and X-rays, passing through the visible and near-infrared range. The most widely referenced paper on star formation tracers in other galaxies is the one of Kennicutt (1998). It is definitively the early years

of this subject that we are living, and that is why it is important to give a quick view of the forecoming instruments and developments, as is done at the end of this work.

I finish this short introduction with still more words of caution: the discussion below corresponds mostly to my own view of the subject, which is strongly biased towards the optical-near ultraviolet view of the universe. I will also treat star formation like “something that happens”, without even touching the physics of molecular clouds or gravitational collapse. I am certain that many of my colleagues who work in the same field with other tools will deem my point of view extremely partial.

### *From the Big Bang to the present: A quick fly-through*

One of the few “fixed points” in the story of cosmic star formation happens at the very beginning of the life of the universe. The hot Big Bang model (Alpher *et al.* 1948) predicts an initial state of very high temperature and density, which no nucleons can survive. After approximately one second, the temperature cools down to a level where nuclear particles can exist in equilibrium with the background radiation, allowing the creation of bonds between pairs of nucleons and the production of atomic nuclei. After three minutes the atomic nuclei “freeze”, when the temperature becomes low enough to stop the nuclear reactions. It is only after approximately three hundred thousand years then, that the temperature and density get low enough for matter to decouple from the surrounding radiation and for the first neutral atoms to form. At this same epoch the universe became transparent to radiation (the soup of nuclei and electrons became a gas composed of neutral atoms), and approximately at the same time matter became the major component of the universal density. The theory of Big Bang nucleosynthesis (BBN, Burbidge *et al.* 1957), one of the biggest successes of the standard cosmological model, correctly predicts the observed abundances of all light elements based on this simple scenario.

What does this model tell us about the beginnings of the star formation processes? Well, something extremely simple for a start: only after the formation of the first atoms will the universe be able to form the first stars, because the only available source of energy able to “light<sup>a</sup> star (i.e., gravity) was not the major player in the evolution of the universe until it became matter-dominated. This allows us to set at least some boundary to the history of star formation: the star formation rate *must be zero* at a sufficiently high redshift. In other words, it *makes sense* to speak about the first generation of stars, and to try and find them. Another important thing to be learned from this scenario is that the first generation of stars formed from a repository of pristine primordial material, i.e., hydrogen and

helium. The sheer absence of metals in these first stars undoubtedly made them very different from the ones we know today. One of the few widely accepted differences is that this lack of metals must have disrupted the (today’s) usual cooling properties in the progenitor clouds, giving birth to far more massive stars, probably reaching several hundred solar masses.

If we still try to move on firm grounds, there is not much we can add to the story until we reach redshift  $z \approx 6$ . We have direct observations that evidence the existence of galaxies out to  $z = 6.56$  (Hu *et al.* 2002) and quasars out to  $z = 6.28$  (Fan *et al.* 2001). It is thus clear that the star-formation processes somehow started working before that time.

Not only have we seen those objects at  $z \approx 6$ , but the analysis of their spectra reveals the absence of the so-called Gunn-Peterson effect (Gunn & Peterson 1965). This is the imprint that a neutral intergalactic medium (IGM) would produce on the rest-frame ultraviolet spectrum of any source. The hydrogen Lyman- $\alpha$  cross-section is so large that even a very small fraction of neutral hydrogen in the IGM would produce a clear trough, so the absence of this effect in quasar spectra out to  $z \approx 5.5$  has been used to estimate that the IGM neutral fraction at high redshift is very small.

What is the energy source that acts on the initially neutral IGM (leftover by the cooling down of the universe as described above) to ionise it almost completely? Two are the possibilities that have been suggested (Bajtlik *et al.* 1988):

i) Stellar radiation, produced by a first generation of very massive stars (the so-called Population III) that could be born either in large gaseous overdensities, precursors to present-day galaxies, or distributed in an approximately homogeneous way over the whole of the IGM. Abel *et al.* (2002) present a beautiful simulation of how these first stars could have formed<sup>1</sup>.

ii) Quasar radiation, of non-thermal origin, produced in accretion disks around massive black holes already present at high redshift.

The analysis of the background ultraviolet radiation at redshifts  $z \approx 2 - 4$  based on the Proximity Effect on quasar spectra seems to indicate that *observed* QSOs are not energetic or numerous enough to produce the observed flux, which would favour the stellar scenario (Bajtlik *et al.* 1988, Kulkarni & Fall 1993, Scott *et al.* 2000). However, several caveats have been presented that make the measurement of the ultraviolet background uncertain by a factor that could be as large as a tenfold uncertainty (Loeb & Eisenstein 1995, Pascarella *et al.* 2001). Moreover, all available measurements of the degree of ultraviolet opacity of low- and moderate-redshift galaxies ( $z \lesssim 1$ ) show that most, if not all, ionising photons are absorbed internally in the galaxies before they can reach the IGM (Leitherer *et al.* 1995, Hurwitz *et al.* 1997, Deharveng *et al.* 2001, Ferguson 2001, but see also the work of Zurita *et al.* 2002).

<sup>1</sup>See also <http://www.tomabel.com>.

The situation could be different at high redshift, but although the available observations are not yet conclusive, there is evidence to maintain that the  $z \approx 3$  galaxies are also essentially opaque to outgoing ultraviolet radiation (Giallongo *et al.* 2002, Fernández-Soto *et al.* 2002; but see also Steidel *et al.* 2001).

Recent observations of the highest-redshift quasars known (out to  $z = 6.28$ , Fan *et al.* 2001) have provoked some claims (Becker *et al.* 2001, Djorgovski *et al.* 2001) that the long-sought Gunn-Peterson effect may have been detected in their spectra. One of them shows, in fact, a complete lack of flux at the wavelengths corresponding to redshift  $z \approx 6.20 - 6.28$ . Whereas some authors have used this to make extreme claims (such as reionisation happening exactly at  $z = 6.28 \pm 0.01(\text{systematic}) \pm 0.02(\text{random})$ , Gnedin 2001), other authors have pointed out that the reionisation of the universe should not be thought of as a single instant in time, but as a very complex process happening at slightly different epochs in different parts of the universe, obviously depending on the ionisation history—and thus on the matter density, the large scale structure, the star formation history, ... —of each region (Barkana 2002). In this scenario, we may be observing at  $z \approx 6.28$  one bubble of neutral hydrogen still remaining in that particular region of the universe.

And what has been going on since  $z = 6$  to the present day? Let us move on to the next Sections, where I will first describe some of the observable estimators of the star formation rate in distant galaxies, centering specially on the ultraviolet flux associated to young, massive stars. I will then present some measurements of the cosmic story of star formation, ending with the one presented by our group (Lanzetta *et al.* 2002), and a brief description of our method. I will try along the way to clearly mark which are the main caveats to take into account, how could they be avoided (if at all possible), and the future observations and instruments that will shed light on this problem.

## Observable estimators of the Star Formation Rate

As I mentioned in the introduction, this paper will center on results obtained via optical-near ultraviolet observations of galaxies. It is important, however, to point out that there are many different estimators that allow for the measurement, be it more or less precise, of the star formation rate. I will give a brief description of the most widely used ones in this section, together with some of the advantages and problems associated to each of them.

A first rough tracer of the star formation rate in galaxies is given by the use of the integrated colours, basically  $(U - B)$  or  $(B - V)$  (Larson & Tinsley 1978). The base for this claim is the observed fact that stellar populations that include younger, more massive stars,

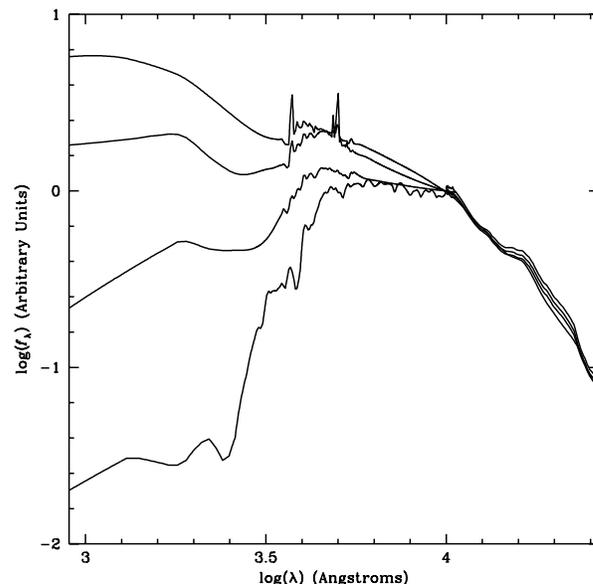


Figura 1: Average spectra by Coleman *et al.* (1980) corresponding to (bottom to top) the following Hubble types: Ell, Sbc, Scd, and Irr.

emit a considerable amount of their energy in the blue-UV part of the spectrum, whereas the older populations emit almost exclusively in the red, at wavelengths well over the Balmer discontinuity ( $\lambda \gtrsim 4000\text{\AA}$ ). In Figure 1 I show the average observed spectra compiled by Coleman *et al.* (1980) of four different Hubble types (Elliptical, Sbc, Scd, and Irregular). They show that this Hubble sequence does also in fact correspond to a sequence of increasing recent star formation.

Before describing some more accurate star formation tracers, I must point out that which is certainly the most important, and probably the most underexplored aspect of this field. We know that galaxies contain dust. We also know that the net effect of dust in a galaxy spectrum is to make it redder, with the blue light being most strongly absorbed, and the reemission of the energy happening in the thermal infrared. However, many properties of the dust are simply unknown: its abundance, detailed behaviour, origin, and nature, all need to be studied in detail before a clear picture of the cosmic history of star formation can be drawn.

Taking this into account, I move on to describe some of the main star formation estimators, how do they work, and how can they be compared to each other. A far more complete revision, from which I have drawn most of the following information, is presented by Kennicutt (1998, K98 hereafter). Other authors present detailed comparisons between different star formation tracers, like Charlot *et al.* (2002), Sullivan *et al.* (2001), and Hopkins *et al.* (2001). In particular, Charlot *et al.* (2002) present a new method which combines several emission-line estimators together with a realistic galactic star formation model, in order to obtain a more

accurate result.

### Radio estimators

It is possible to obtain an indirect estimate of the star formation in a distant galaxy via observations of the 1.4GHz radio band. At this frequency we can observe synchrotron radiation generated by relativistic electrons associated to the death of massive stars ( $M > 7-8 M_{\odot}$ ) ending their lives as type II supernovae (Condon 1992). Whereas the great advantage of such an estimator is that is completely unaffected by dust, some difficult—and still uncertain—modelling is necessary both for the emitting process and for the evolutionary behaviour of massive stars. The work by Sullivan *et al.* (2001) represents an advance in the calibration of this estimator.

### Far-infrared estimators

In principle, if one assumes an optically thick, dusty environment, it would be possible to obtain a measurement of the instantaneous star formation rate in a starburst galaxy by measuring its luminosity integrated over the mid-infrared to submillimeter wavelength range (Rowan-Robinson *et al.* 1997). This assumes that the energy produced in the ultraviolet by the young stars is absorbed by the dust and reemitted in that range. K98 models the bolometric luminosity of a starburst to obtain

$$\text{SFR}_{\text{FIR}}(M_{\odot}\text{yr}^{-1}) = 4.5 \times 10^{-44} L_{\text{FIR}}(\text{erg s}^{-1}). \quad (1)$$

The situation in reality will of course be more complex, with lower dust opacity, the distribution of dust, and/or the presence of older stellar populations potentially altering the formula above.

### Emission-line estimators

By applying population synthesis models plus the assumption of case B recombination, it is possible to relate the star formation rate to the flux of the  $\text{H}\alpha$  emission line, generated by massive, early-type stars. Of course some other implicit assumptions are made (regarding, for example, the initial mass function (IMF) and the stellar metallicities). K98 presents the following equation:

$$\text{SFR}_{\text{H}\alpha}(M_{\odot}\text{yr}^{-1}) = 7.9 \times 10^{-42} L_{\text{H}\alpha}(\text{erg s}^{-1}). \quad (2)$$

The effect of dust on the calibration of the formula above can be taken into account to first order by applying a mean *observed* attenuation of the order of  $A_{\text{H}\alpha} = 0.8 - 1.1$  magnitudes (Kennicutt 1983). A more detailed, and physically more meaningful correction, can be obtained by measuring the ratio  $\text{H}\alpha/\text{H}\beta$  and comparing it to the value expected from pure case B recombination.

Other emission lines can be used to infer the star formation rate. The most widely used is  $[\text{OII}]$ . It has been empirically calibrated using  $\text{H}\alpha$  as calibrator (with the problems that it implies) and found to behave sufficiently well to work as a valid tracer (Kennicutt 1992). Once again, K98 gives:

$$\text{SFR}_{[\text{OII}]}(M_{\odot}\text{yr}^{-1}) = (1.4 \pm 0.4) \times 10^{-41} L_{[\text{OII}]}(\text{erg s}^{-1}). \quad (3)$$

### Ultraviolet estimators

Specially in the case of high-redshift galaxies, when the emission lines listed above are redshifted into the infrared part of the spectrum and are, hence, difficult or impossible to measure, the easiest and most widely used solution is to use the ultraviolet continuum as a tracer of the star formation rate. This is based on the fact that this UV continuum is produced by very young, massive stars; so it becomes possible to measure the instantaneous star formation rate via the observation of the UV flux they produce. Once again some modelling of the star formation process is necessary (via population synthesis models and a chosen IMF). In this way Madau *et al.* (1998) obtain:

$$\text{SFR}_{1500\text{\AA}}(M_{\odot}\text{yr}^{-1}) = 1.25 \times 10^{-28} L_{1500\text{\AA}}(\text{erg s}^{-1}\text{Hz}^{-1}) \quad (4)$$

and

$$\text{SFR}_{2800\text{\AA}}(M_{\odot}\text{yr}^{-1}) = 1.27 \times 10^{-28} L_{2800\text{\AA}}(\text{erg s}^{-1}\text{Hz}^{-1}). \quad (5)$$

It must be remarked that the use of the above two formulas implies that the spectrum of the source is  $f_{\nu}$ -flat between 1500 and 2800 Å (or at least that it has the same flux at both points), given that the conversion factor is the same to within  $\approx 1\%$ . Only the very bluest starbursting galaxies are as blue as this.

It is clear that these UV estimators are most sensitive to the presence of dust in the environment of the emitting galaxies. The extinction at 1500 Å or at 2800 Å can represent a factor as high as 5-10, although these values are extremely difficult to quantify. In the case of the strong starburst galaxies studied by Calzetti *et al.* (1994), values of  $E(B - V)$  as high as 0.75 have been reported. Apart from the problem posed by the abundance of dust by itself, its distribution over the emitting source (for example as a single screen or as a patchy distribution) can change very strongly the effect on the emitted spectrum (Calzetti *et al.* 1994).

### X-rays as star formation tracers

Diffuse X-ray emission in normal galaxies, if driven mostly by the evolution of the X-ray binary population, can also act as a tracer of the star formation history. Ghosh & White (2001) have presented a very interesting analysis, together with some preliminary data (later completed by Nandra *et al.* 2002), which show

the feasibility of this approach. This work is still very recent and the predicted X-ray emission is very small—only the deepest Chandra observations (the 1Ms field, Brandt *et al.* 2001) allowed for this kind of test, and this only after all of the galaxies were stacked (but for the few ones detected individually, most of them because of an AGN component).

### Indirect tracers

Of course, it is possible to study the history of star formation in an indirect way, not looking at the light produced by the stars at different wavelengths (as seen in the previous cases), but at *the products and effects* of the star formation process. Efforts in this direction have measured the decrement of the universal gas content measured in Damped Lyman- $\alpha$  systems (Lanzetta *et al.* 1995) or the variation of the metal abundances in QSO absorbers (Pettini *et al.* 2002). Unfortunately these measurements show very large cosmic scatter, and do not yet allow for a detailed description of the cosmic history of star formation

### The UV perspective and the high-redshift universe

The history of the study of the cosmic star formation rate experienced a “rebirth” after Piero Madau published his analysis of the Hubble Deep Field high redshift data (Madau *et al.* 1996), combined with previously published data from lower redshift studies. The now famous “Madau Diagram” (Figure 2) appeared for the first time in that paper, and although its shape changed over subsequent articles (see for example Madau *et al.* 1998), its basic features have remained in the minds of many cosmologists:

- A low local star formation rate, based on the H $\alpha$  studies of Gallego *et al.* (1995); together with a subsequent monotonic rise towards  $z \approx 1$ , based on the studies of Lilly *et al.* (1996) that used *BVIK* photometry of  $\approx 600$  galaxies with redshifts measured in the CFRS survey.
- A peak in the star formation rate at redshift  $z \approx 2$ , followed by a continuous decrease towards higher redshift. The presence of this peak was noticed based on the HDF analysis by Madau himself, who studied the evolution at  $z > 2$ , and afterwards confirmed by the studies of Connolly *et al.* (1997) over the same field, centering his analysis in the redshift range  $z = 1 - 2$ . All these latter measurements have been done using the UV continuum as tracer (notice though that Madau *et al.* (1998) calculated the star formation density using the 1500Å continuum, whereas Connolly *et al.* (1997) used the 2800Å continuum instead).

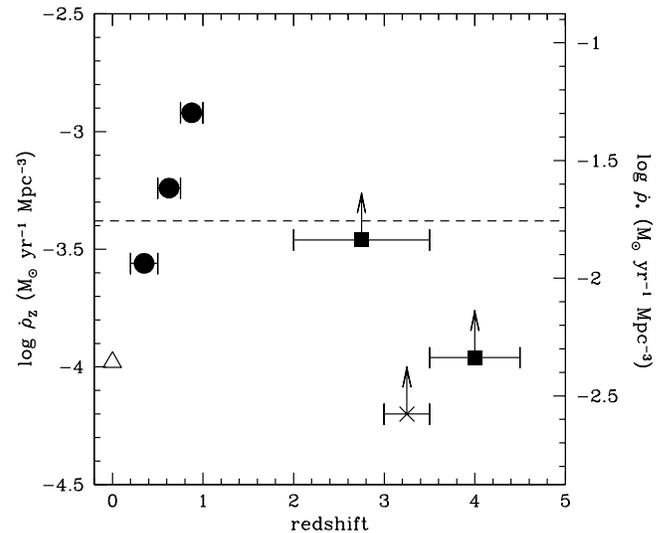


Figura 2: The cosmic star formation density as presented by Madau *et al.* (1996). The triangle at low redshift is from Gallego *et al.* 1995, the circles at  $z < 1$  come from Lilly *et al.* (1996), and the filled squares at high redshift represent the HDF points as measured by Madau. The cross is an estimate made by Steidel *et al.* (1996) based on their Lyman-break sample.

The partial evolution of those features can be seen when Figure 2 is compared to Figure 3 (taken from Connolly *et al.* 1997), where the two high-redshift bins are not presented as lower limits, but as real data points. The original presentation of those points as lower limits was due to the fact that each of them represented a sample of colour-selected objects found within each redshift bin, and that the colour criteria used to select the galaxies were chosen to be very strict—completeness was sacrificed for the sake of the purity of the sample. In fact, to be really careful, we must treat all of the high-redshift points as lower limits, because (as was described above) the UV measurements are always affected by the presence of dust in the emitting galaxies.

The “peak” in the star formation rate of the universe gave place to many articles in which it was linked to different observables in the universe. Some of these included the evolution of the metal content and the gas fraction in Lyman- $\alpha$  absorbers (Pettini *et al.* 1997), and the apparent match with the evolution of the QSO luminosity function (Boyle & Terlevich, 1998).

In parallel, other measurements arrived and completed the “Madau diagram” with data from various origins:

- Near-infrared ( $15\mu$ ) observations of one of the Canada-France Redshift Survey fields performed by ISO revealed a population of infrared-bright, optically faint sources. They were mostly identified with relatively high-redshift, strongly star-forming galaxies. This allowed the authors to infer that estimates of the total star formation intensity based on optical-UV data alone could be

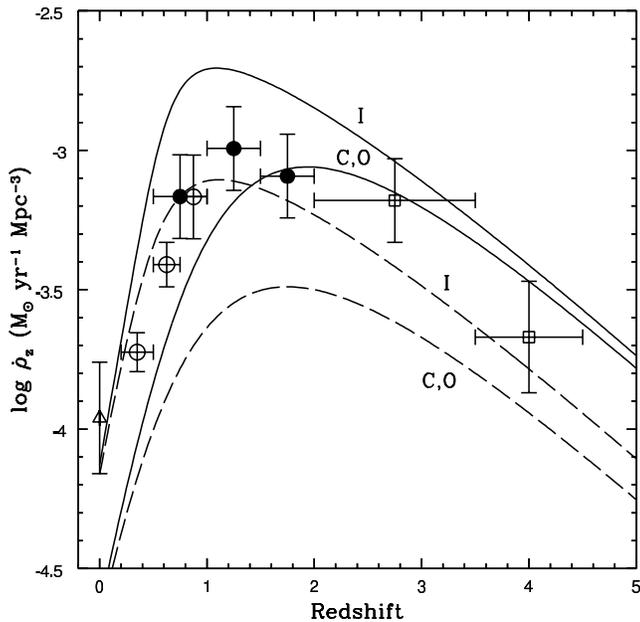


Figure 3: The cosmic star formation density as presented by Connolly *et al.* (1997). The filled points are the HDF measurements by Connolly and his group, the other points are the same as in Figure 2.

too low by a factor as large as three (Flores *et al.* 1999).

- SCUBA located the strongest millimeter emitters—that should correspond to heavily dust-obscured star-forming regions, and hence be added to the star formation rate observed in the UV. Unfortunately even the deepest SCUBA fields allow for the detection of just a few objects, so the associated errors are still too large (Smail *et al.* 1999). Even with the small amount of data available, though, the SCUBA far infrared measurements point towards a much higher star formation density at high redshift than the one measured by Madau *et al.* (1998) in the UV.
- Emission-line surveys like the one by Glazebrook *et al.* (1999) helped defining the low-redshift end of the diagram more accurately. Once again the authors compared the star formation rates inferred from their H $\alpha$  emission-line measurements with available estimates based on the UV continuum, finding up to a factor three disagreement between them (with the UV estimate being systematically lower).
- A detailed analysis of the  $z \approx 4$  galaxy population by Steidel and collaborators (Steidel *et al.* 1999) permitted an independent calculation of the high-redshift end, still using the UV continuum as estimator, but based on a sample which was spectroscopically selected. The result indicated that there was no evidence for the presence of a peak in the star formation history.

## $h(x)$ : A new magnitude measured in the HDF

I will present in this Section the calculation of the cosmic star formation history that I carried out in collaboration with Ken Lanzetta, Hsiao-Wen Chen, Noriaki Yahata, and Sam Pascarella. We have shown that the selection effects imposed on the images by cosmological dimming are extremely important when looking at high-resolution images of very high redshift galaxies. We developed a new method to overcome the limits set by this selection effect, that is based on the study of the pixel-by-pixel star formation density.

### The Stony Brook HDF Catalogues

The observational basis for this calculation is the set of HDF catalogues created by our group: HDF (Fernández-Soto *et al.* 1999), HDFS-Nicmos (Yahata *et al.* 2000), and HDFS-WFPC2 (Lanzetta *et al.* *in preparation*<sup>2</sup>). These catalogues comprise a total of almost 5000 galaxies with precise photometry in at least seven bands (covering from 3000 Å to 25000 Å), and photometric redshifts reaching as high as  $z \approx 10$ . The quality of the photometric redshifts has been checked out to the maximum capabilities of the available spectrographs ( $R \approx 25$ ,  $z = 5.60$ ). The observed dispersion of the photometric redshifts is  $\Delta z/(1+z) \approx 0.065$  at all redshifts observed, and the "catastrophic error rate" (objects with photometric redshifts which are in error over the three sigma limit) is  $< 1.4\%$ . Fernández-Soto *et al.* (2001, 2002) present a detailed comparison of spectroscopic and photometric redshifts, and a full analysis of the errors associated to the photometric redshift technique.

### Method

We have tried to avoid some of the problems associated with the selection effects already described by measuring on our HDF catalogues a new magnitude: the surface density of *unobscured*<sup>3</sup> star formation, that we will call  $x$  and measure in units of  $M_{\odot} \text{yr}^{-1} \text{kpc}^{-2}$ . This quantity bears to the total star formation the same relationship that the surface brightness bears to the luminosity of a galaxy. It may be the case that some galaxies have a large *total* star formation rate, but it is distributed over a large area, so that the apparent star formation density is small; or that galaxies with the same *total* star formation rate but different profiles, show very different apparent values of the star formation (due to the presence of observational detection thresholds).

<sup>2</sup>Catalogue published on the net at <http://www.ess.sunysb.edu/astro/hdfs/home.html>

<sup>3</sup>It is very important to note that, in what follows, I will always implicitly talk about *unobscured* star formation, by which we want to remark that we are only measuring the UV continuum that is able to escape absorption by dust, not trying at all to correct for this effect.

## From pixels to SFDs

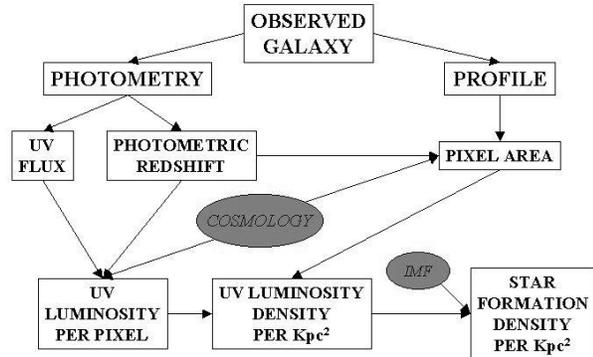


Figure 4: The flux diagram shows the main steps performed, in a pixel-per-pixel basis, in order to obtain the star formation density intensity distribution,  $h(x)$ , from the HDF images. Necessary assumptions are shown as gray ovals.

Having in mind that our previous thought that cosmological dimming may be playing an important role in our observations of the high-redshift galaxies, it becomes crucial to be able to think in terms of “areal” properties, and to avoid the measurement of total values. Why? Well, we do not know *a priori* what is the profile of the star forming regions inside the galaxies, so it could well be the case that most of the star formation is happening in regions of very low star formation density (which could be very extense). In such a case, the cosmological dimming would render our images completely blind to most of the star formation. On the other hand, most of the star formation could be happening in the very densest and most UV-luminous cores of the galaxies, in which case the effect of cosmological dimming would be negligible. How can we decide between these two extremes?

We choose to create the histogram  $h(x)$ , *i.e.*, an estimate of how the values of  $x$  are distributed in the universe at different redshifts. The distribution  $h(x)$  fulfills the condition

$$\int_{x=0}^{x=\infty} xh(x)dx = \text{SFR}. \quad (6)$$

The complete process to measure  $h(x)$  is outlined in Figure 4, and described in detail below:

i) For each galaxy observed in any of the HDFs, we have measured the photometry in at least seven bands, ranging from (observed frame) 3000 to 25000 Å. We have used this photometry to estimate a photometric redshift and best fit spectral energy distribution (see Fernández-Soto *et al.* 1999, Yahata *et al.* 2000). Using both and assuming a set of cosmological parameters, we can estimate the continuum luminosity of each object at 1500 and 2800 Å (measured in units of  $\text{erg s}^{-1} \text{Hz}^{-1}$ ).

ii) We have also produced a “deconvolved” version of the profile of each galaxy using the information in all

bands. Using this profile plus the luminosity calculated in (i), we can estimate the UV surface luminosity of each pixel in each galaxy ( $\text{erg s}^{-1} \text{Hz}^{-1} \text{pixel}^{-1}$ ).

iii) Using the surface luminosity per pixel plus the object redshift and the cosmological model, we quantify *for each pixel of the image* the intrinsic UV luminosity per unit area ( $\text{erg s}^{-1} \text{Hz}^{-1} \text{kpc}^{-2}$ ).

iv) Using an adequate IMF (as described in Section 3.4) and ignoring the possible presence of dust, we convert the UV luminosity to star formation rate per unit area ( $M_{\odot}^{-1} \text{yr}^{-1} \text{kpc}^{-2}$ ).

After this process we obtain a list of values of  $x$  (star formation rate per unit area) that includes a value for each single pixel identified in the images as belonging to any galaxy. It is now simple to “count” all those pixels (approximately two million pixels are used in the analysis) by adding the area covered by each one in separate redshift bins and normalising by the volume in each bin, thus producing the histogram  $h(x)$ , which flaunts the quite unsettling units of  $\text{kpc}^2 \text{Mpc}^{-3} (M_{\odot} \text{yr}^{-1} \text{kpc}^{-2})^{-1}$ . In Figure 5 I present a piece of the HDF (approximately 20x20” size) as seen through the F814W filter (left panel). The second panel marks the objects that are identified as such by SExtractor (Bertin & Arnouts 1996), whereas the third panel is greyscale-coded to show the redshift of each object—with bright corresponding to low redshift, dark corresponding to high redshift. Finally, the rightmost panel shows the result of the analysis above: each pixel in this image is coded according to its intrinsic star formation density, with the darkest pixels corresponding to the highest *intrinsic* star formation density.

One fact is obvious when looking at this image: low redshift objects, like the large early type galaxy below and to the left of the center of the image, are detected out to very low *intrinsic* surface luminosities, and hence, out to very low *intrinsic* star formation densities. On the other hand, for objects at high redshift (like the irregular-shaped galaxy closer to the upper right corner), we detect only the most luminous pixels, which means *only the regions of highest star formation density* can be observed.

## Results

Is it possible to quantify this effect? We do so by analysing the shape of the distribution  $h(x)$ . In Figure 6 the histogram  $h(x)$  is plotted for different redshift bins. As expected, at any given redshift, the zones with strong star formation density cover smaller areas than those of weak star formation density. Another expected result is that the minimum value of  $x$  that is observable is a strong function of the redshift, which is a direct consequence of the cosmological dimming effect—an approximately constant detection threshold measured as flux per pixel, becomes a detection threshold in terms of intrinsic luminosity per unit area that increases with the redshift.

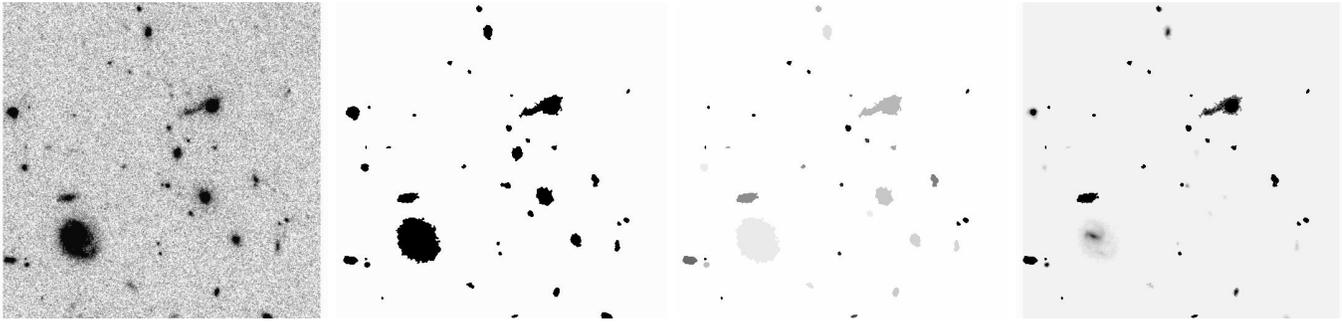


Figura 5: A small fraction of the HDF image. See the text for an explanation

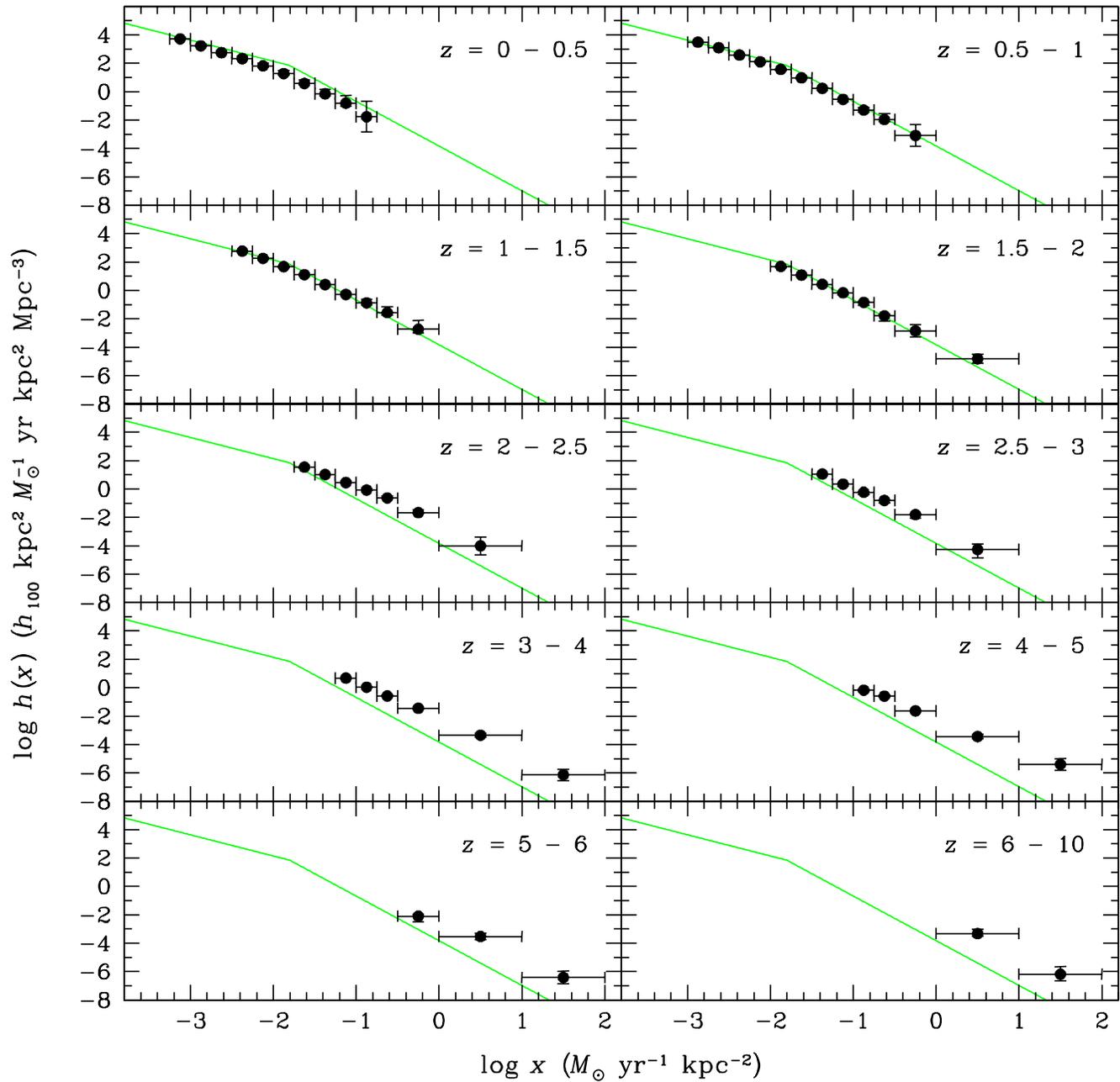


Figura 6:  $h(x)$ , the star formation rate intensity distribution, measured in different redshift bins.

We take the redshift bin  $z = 0.5 - 1.0$  as reference. The shape of the distribution suggests that the simplest model to fit the distribution is a double power law, having four free parameters: the normalisation, the position of the knee, and both power-law indices. We fit  $h(x, z = 0.5 - 1.0)$  with such a model, obtaining the best-fit parameters:

$$\alpha_1 = 1.44_{-0.09}^{+0.22} \quad (7)$$

$$\alpha_2 = 3.05_{-0.33}^{+0.25} \quad (8)$$

$$\log(x_{\text{break}}) = -1.96 \pm 0.13 \quad (9)$$

The important information in these figures is that the high- $x$  end is steep enough to guarantee the convergence of the integral, whereas the low- $x$  end is flat enough to do the same. So, not only are we certain that it makes sense to calculate the total star formation rate in this way, but we see that *the main contribution to the total star formation rate comes from those areas with values of  $x$  close to  $x_{\text{break}}$ .*

This is a major result: we have direct observational proof that the UV-brightest, most densely starbursting regions in the galaxies are *not* responsible for most of the star formation activity. Moreover, if we reproduce this best-fit model over all the redshift bins (as is done in Figure 6) we can see that the minimum detectable value of  $x$  grows with  $z$ , in such a way that  $x_{\text{min}} \gtrsim x_{\text{break}}$  for  $z \gtrsim 2$ . Assuming that the shape of  $h(x)$  and the position of the break do not change abruptly with redshift, this means that at redshifts  $z \gtrsim 2$ , the Hubble Deep Fields (the deepest UV-optical-near infrared observations to date) do not detect the main component of the star formation rate.

Of course, once this selection effect has been unambiguously detected it is clear that the apparent “peak” seen in the Madau plot at  $z \approx 2$  can be explained as a result of cosmological dimming. Is it possible, nevertheless, to extract some information from our analysis about the integral star formation rate and its evolution with redshift?

### Extrapolation of the model

If we assume that the general shape of the model applies at all redshifts, three different simple evolutionary patterns come to mind (see Figure 7). The position of the break may change while keeping the low- $x$  end fixed, the normalisation may change (a vertical slide), or the position of the break may change while keeping a constant normalisation (a horizontal slide). We have tried all these variants to fit the apparent evolution of  $h(x)$  with redshift, and found that all three models give an equally good fit to the data. The reason is that for most values of  $z$ , the distribution  $h(x)$  is accessible only at the high- $x$  end, so the position of the knee is uncertain and only the end of the power-law can be adjusted. Figure 8 shows the result of the fitting process for all three different evolutionary models.

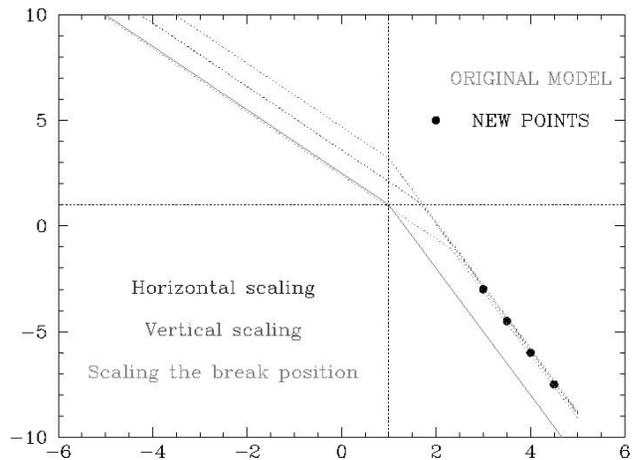


Figure 7: Possible evolutionary models adopted for  $h(x)$ , as described in the text. This Figure shows that using the high- $x$  end alone it is not possible to define which one of the three models is to be preferred.

All three models give comparable results when the integrated star formation density is calculated as a function of redshift. Once again, this is caused by the few high- $x$  points driving the fit, and the fact that the value of  $h(x)$  at those points increases approximately monotonically with redshift. This is seen in Figure 9 (left), where the integral of the models is plotted as a function of redshift. If we limit our analysis by integrating only the star formation density in the observable pixels at each redshift (*i.e.* we perform the integral (6) from  $x_{\text{min}}(z)$  to infinity, instead of integrating over the full range of  $x$ ), then we reproduce a “Madau-like” diagram, with a peak at redshift  $z \approx 2$ , whose presence is induced by the selection effects discussed in the previous section (Figure 9, right).

Our result can be looked at in two complementary, but equivalent, ways:

i) We can only measure the evolution of the star formation rate in a fair manner if we look at the values of the star formation density that we can detect at all redshifts out to  $z \approx 6$  and beyond. Doing so, it is obvious that *the strongest star-forming regions at high redshift are forming stars at a much higher rate than any of their low-redshift counterparts.*

ii) If we assume that the observed shape of the star formation density distribution at low redshift holds at all redshifts, and allow it to evolve in several simple ways, *the total star formation rate increases monotonically with redshift out to the highest observed redshifts  $z \gtrsim 6$ .*

### The gas content in Damped Lyman-alpha systems

We have tried to find another way into the issue by using the present knowledge about the distribution of neutral hydrogen in the universe, as probed by Damped Lyman- $\alpha$  (DLA) systems. Kennicutt (1998b) published

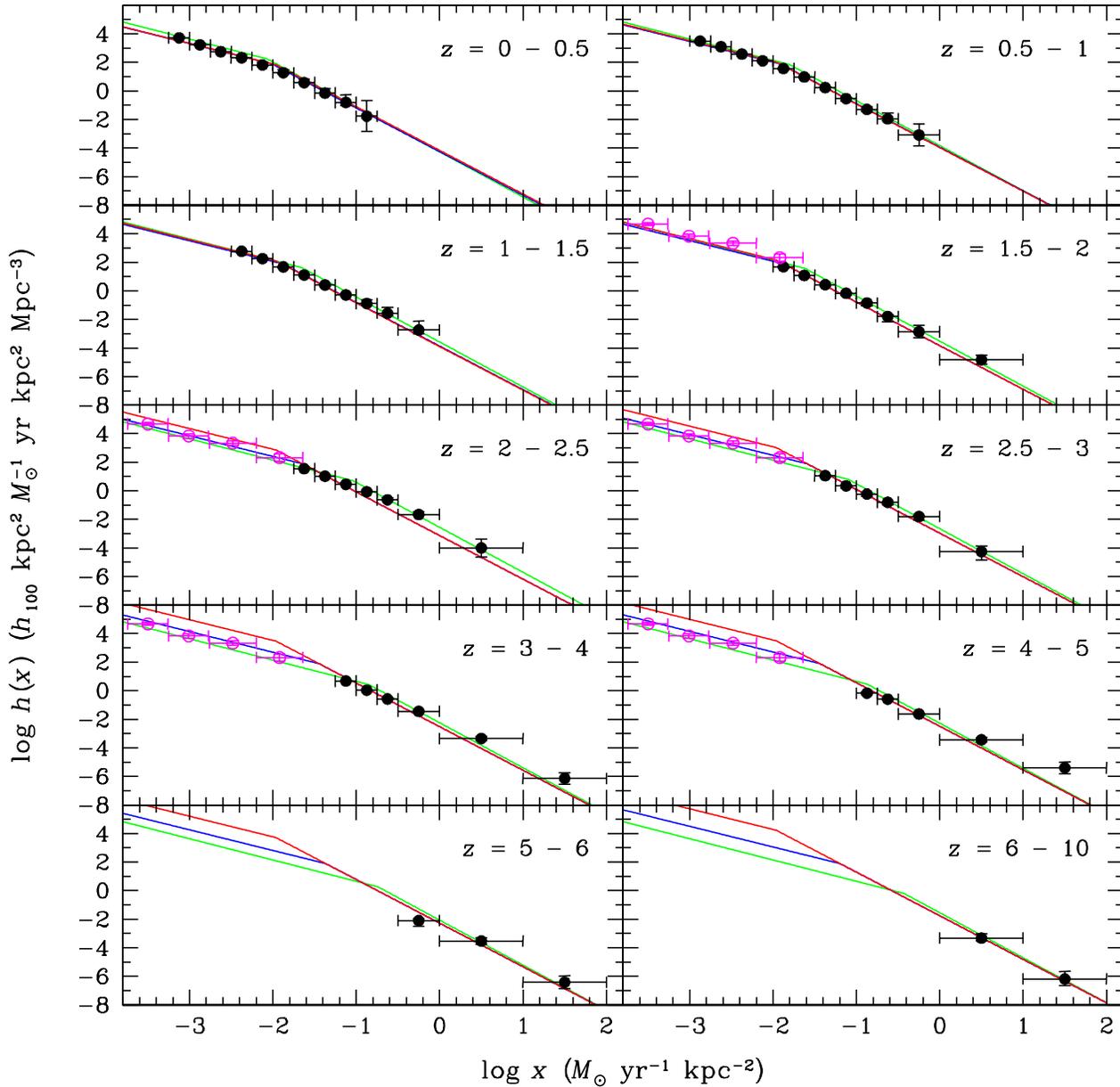


Figure 8: Results of fitting all three models as in Figure 7 to the data presented in Figure 6. Observe once again that the data do not select any of the three evolutionary schemes.

a relationship linking the star formation rate intensity  $x$  and neutral hydrogen column density  $N$ :

$$x = 8.9 \times 10^{-5} \left( \frac{N}{1.2 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}} \right)^{1.4} M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \text{ kpc}^{-2}. \quad (10)$$

Kennicutt 1998 multiplied observed energy fluxes by a factor 2.8 to correct for effects of obscuration by intervening dust. Here we divide the energy fluxes of Kennicutt 1998 by this factor 2.8 to *uncorrect* for effects of obscuration by intervening dust, i.e. to establish a relation between *unobscured* star formation rate intensity  $x$  and gas column density  $N$ . We consider neutral hydrogen column density to represent gas column density

because the molecular content of high column density QSO absorption systems is measured to be low.

Given this relationship between neutral gas column density and star formation rate intensity, that has been intensively checked in local galaxies, then we can calculate the relationship between  $h(x)$  and  $f(N)$  (the neutral hydrogen column density distribution as observed in DLA spectroscopy) as

$$h(x) dx dl = f(N) dN dX, \quad (11)$$

where  $dl$  is a comoving length element and  $dX$  is an absorption distance element. We applied equations (10) and (11) to the observed measurements of  $f(N)$  at redshifts  $z \approx 1.6$  through 5 (Lanzetta et al. 1991; Storrie-

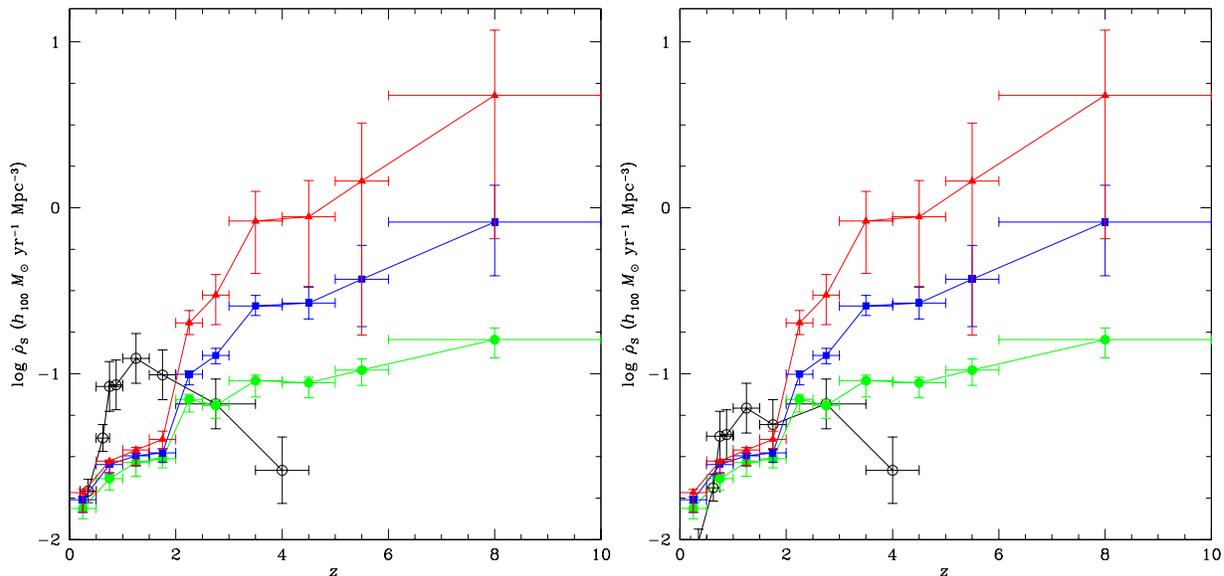


Figura 9: (Left) The integral star formation density as defined in equation (6), obtained integrating the three different models. The “Madau plot”, as given in Madau *et al.* (1998) is also shown for comparison. (Right) The integral star formation density when the models are only integrated from the pixel detection threshold at each redshift. Once again, the “Madau plot” is shown for comparison.

Lombardi *et al.* 1996) in terms of  $h(x)$ . The result of this conversion was presented in Figure 8 as the filled points with error bars at the low- $x$  end of each panel (plotted only at those redshifts where the DLA results apply). The agreement of both measurements is surprisingly accurate, and the power-law index derived from the original  $\beta = 1.48 \pm 0.30$  measured in the  $f(N)$  distribution (Storrie-Lombardi *et al.* 1996) is  $\alpha_{\text{DLA}} = 1.34 \pm 0.22$ , in perfect agreement with the observed  $1.44^{+0.22}_{-0.09}$  that we measure at  $z = 0.5 - 1.0$ . It must be taken into account, though, that the origin of these two measurements is very different and a perfect agreement should not be expected. We take this as a quantitative indication of the correctness of our analysis, and as a hint favouring the possibility that the low- $x$  end of  $h(x)$  does not vary strongly from the observed values at  $z \approx 1$  to higher redshifts.

### *Known problems, possible improvements, future observations*

I have tried to emphasise over this article the fact that many pieces of our present knowledge about early star formation in the universe are still uncertain. In this Section I will list which are, to my view, the areas in which we need to improve, either via observations or the interpretation of them. I will also enumerate some forthcoming instruments and techniques that will solve some of the problems.

#### The problems

1. **Dust.** I have already stressed that understanding the effect of dust is vital for our effort to

understand star formation. Firstly, we do not yet fully understand the process of star formation itself, but it is obvious that the abundances of dust, molecular gas, and metals, play an important role in it. Most present analyses assume some simple model to relate the three abundances between themselves, and their environmental effects over the stellar populations that are formed are only poorly understood.

The effect of the dust over the spectra of the stars once they are formed, even if better known, is not yet perfectly constrained. Present observations of high-redshift galaxies do not have the spectral coverage to allow for a quantification of the dust content, neither the spatial resolution needed to probe the structure of the dust around the star-forming regions. Not well studied either is the possible evolution of the dust content and its relation to the ionizing radiation itself.

2. **The Initial Mass Function.** The IMF plays a major role in all the calculations here presented, because it is used to indirectly calibrate all the star-formation tracers. Unfortunately its shape is still uncertain, particularly in two grey areas: massive stars, which are precisely those which emit most of the UV radiation that is traced (directly or via dust reemission); and the possible variation of the IMF with metallicity (a problem which directly affects the Population III, created in principle from pristine post-BBN material).

3. **Stellar population synthesis models.** Although the advance in this field has been spectacular over the last few years (see Bruzual 2002

and references therein), there are still some problems which remain open. Some are theoretical or numerical (like the treatment of stellar atmospheres), and some are observational (like the coverage of the stellar libraries used for the production of the synthetic spectra).

4. **Statistical treatment of the data.** Most of the estimates of the star formation density at high redshift are based on observations of a few different, tiny fields, with different instruments (the Hubble Deep Fields North and South, the Chandra Deep Field, and a handful of deep SCUBA pointings). The lack of areal coverage should result in large field-to-field variations, and corrections for large-scale structure and small number statistics should be taken into account. Selection effects, like the one induced by cosmological dimming and described in detail in Section 5, should be carefully included in the analysis. Without these corrections the error bars associated to the different measurements may be grossly underestimated.
5. **Scatter between tracers.** The different tracers presented in Section 3 all trace different, and sometimes complementary, aspects of the energy emitted by the star-formation process. It is thus not surprising that the scatter amongst them may be considerable. Whereas it may be possible to improve on the accuracy of some or all of them via an improvement of the calibration or of the observations, a more intelligent approach is the integration of different estimators in an all-encompassing model.
6. **Agreement between tracers.** This is a different kind of problem. As I just mentioned, the scatter between different tracers is natural, and is to be expected given the uncertainties of the different methods, and the lack of complete observations. However, to me (and let me insist this is a very personal point), the extremely good agreement reached by most groups for their estimates of the star formation rates at high redshift, is quite a disturbing result. In some cases that I will prudently not reference, the plots of the “Madau Diagram” with points and associated errors coming from many different sources and methods, defy the simplest  $\chi^2$  analysis (even without taking into account the possibility that the error bars may be strongly underestimated).

### Possible improvements and future observations

Even though the scenario described in the previous subsection may at first seem disheartening, this is actually an era of rapid growth in our knowledge of the early universe. Even more importantly, the number and quality of the available tools to study the early star formation

process is also growing by the day. This section lists some of those recent and future advances.

1. **New instruments, new windows.** Over the next few years there are at least three instrumental projects that will completely revolutionise our image of the high-redshift universe, and in particular, will allow for the first time for the attainment of high resolution, high sensitivity (what we may call “HST-like”) images in other, up to now unreachable, regions of the spectral range.

In strictly increasing frequency order, we may begin with ALMA (the Atacama Large Millimeter Array<sup>4</sup>). ALMA is perfectly suited to study the high-redshift universe, thanks to the negative K-correction that the emitted continuum in the  $50 - 200\mu$  experiences over the redshift range  $z \approx 5 - 20$ , where it will be detected at the appropriate observable ALMA windows ( $10\mu$  to  $350\text{mm}$ ). Precisely between those values of the rest-frame continuum emission lies the position of the peak dust emission. Another one of ALMA’s key science drivers is the study of local star formation and molecular clouds, for which it is indeed an absolutely unique instrument. ALMA will be operational around 2008.

Closer in the future we find SIRTf (the Space Infrared Telescopic Facility<sup>5</sup>). It will fly in 2003, and will cover the wavelength range  $3-180\mu$ , perfectly bridging the gap that will exist between ground-based large optical-near-IR telescopes and ALMA. Most of the galaxy spectra features familiar to astronomers in nearby galaxies will be redshifted to the SIRTf windows at the redshifts when the first stars formed. The imaging and spectroscopic capabilities of SIRTf will be instrumental in the study of galaxies at  $z \gtrsim 2$ . SIRTf will as well be the telescope of choice to study the thermal (far) infrared spectra of local galaxies.

At the highest frequencies between these three projects lies JWST (the James Webb Space Telescope, formerly known as the Next Generation Space Telescope<sup>6</sup>). JWST will be a “larger, nicer, and improved” version of HST that will fly around 2010. It will be mostly devoted to near-IR imaging and spectroscopy, its design being optimised for wavelengths  $1-5\mu$ . It will allow for the detailed study of the rest-frame UV-visible spectrum of high redshift galaxies, for example in order to trace their star formation histories via the UV continuum or emission line intensities.

All these facilities will of course complement the capabilities of the already existent or programmed large ground-based telescopes, like VLT, Keck, or, in the near future, the Spanish GTC.

<sup>4</sup>See <http://www.eso.org/projects/alma/>

<sup>5</sup>See <http://sirtf.caltech.edu>

<sup>6</sup>See <http://www.jwst.nasa.gov>

The role of recently announced projects to build extremely large telescopes on the ground (like CELT or OWL), with primary mirror diameters up to 100m, will be to improve the sensitivity of present-day telescopes, but they may not represent “breakthrough” facilities, opening new frontiers to astronomy like the three above-mentioned facilities will.

2. **New models, new ideas.** Many of the results presented here depend on the detailed modelling of the physical process under study. It is obviously to be expected that improvements in our understanding of such processes, together with the continuous advances in computation, will allow for more detailed models and more sophisticated analyses.

Even larger steps forward can be expected to come from new, unexpected directions. One such example could be the (theoretically predicted) relationship between the star formation history of the universe as a whole and the redshift distribution of the observed Gamma Ray Bursts (GRBs). Almost nothing is known by now about these colossal phenomena, but many models suggest some kind of hypernova explosion as the responsible process. If this is the case, a relationship should be expected between the star formation history of the universe, the evolution of the stars that could act as progenitors of such hypernova explosions, and the observed GRB redshift distribution (Blain & Natarayan 2000). Other models which compete as an explanation of the nature of GRBs (like the case of binary neutron star mergers) would in any case produce a redshift distribution that could be linked via similar arguments to the cosmic star formation history (see, for example, Totani 1997). The arrival of observatories like INTEGRAL and Swift (the latter being most important in the near future), together with the creation of a tightly interlaced network of small, robotic, dedicated telescopes will allow for the detection and rapid analysis of large numbers of GRBs and GRB afterglows, producing numbers that will be statistically significant and able to produce good models of the cosmic star formation history.<sup>7</sup>

3. **Cosmology in the local universe.** Some of the main gray areas that repeatedly have appeared over this discussion are actually completely unrelated to the high-redshift universe. Some of the know-how that will be needed in order to analyse the large amount of data that the new facilities

will produce, can only be obtained with very detailed observations of our local environment, even within our own Galaxy: detailed measurements of the IMF, more complete stellar libraries, the analysis of the properties and behaviour of dust in starburst galaxies, and many other issues that have been listed as “known troublemakers” belong in this category.

4. **New kinds of data.** The HDF pioneered a new, different type of presentation of scientific data to the community. All of the data were released for all astronomers to use with no proprietary rights whatsoever. This idea sparked an amazing wealth of scientific ideas, together with a feeling of collaboration that induced many other observatories apart from HST to immediately release their observations of the HDF in the same manner. All sorts of data, catalogues, techniques, information, and general knowledge about the field, circulated and produced a flux of results that has not stopped yet after seven years from the original release. Basically the same thing happened with the HDF-S project, and now this has almost become a model for new, large projects that involve large collaborations. Some of the major efforts for the immediate future (like the GOODS program<sup>8</sup>) include this kind of synergy between different groups, wavelengths, and observatories, as the default and almost necessary behaviour. The future creation of “virtual observatories” will add to this, with the facility to create combined observations from large, multiple, publicly accessible archives.

## Conclusions

Astronomers have only had a glimpse at the very high redshift universe. Only a handful of galaxies have been observed at redshifts  $z > 5$ . Very few instruments (HST, VLT, Keck) have been able to detect these objects to date, and all of them together cover only a tiny narrow strip in the optical range of the energy spectrum. We have at most a partial knowledge of processes like the gravitational collapse of the first clouds, the stellar evolution of zero-metallicity stars, or the origin, composition, and distribution of dust in those systems.

Even with all these problems, we have dared to begin the study of cosmic star formation. Cosmology being understood as “the study of the universe as a whole”, few subjects can be seen as “cosmological” as the effort to understand how the first stars formed, when, where, and what has been the evolution of the stellar content of the universe since that time.

Clear proof of the interest in this field is that it appears listed as one of the scientific drivers for many of the near-future large experiments and facilities, as was

<sup>7</sup>A perfect example of such small telescopes is REM (Zerbi *et al.* 2001), an Italian-Irish-French project aimed to build a 60-cm, fully robotic telescope with infrared imaging and visible spectroscopic capabilities. It will be installed in Chile in 2003 to follow up GRB detections obtained by Swift, triggering VLT as soon as any potentially interesting counterpart is observed.

<sup>8</sup>See <http://www.stsci.edu/ftp/science/goods/>

described for the cases of ALMA, SIRTf, or JWST. The refinements in the cosmological model that will certainly arrive from other missions/surveys like SDSS, 2dF, the VIRMOS survey, PLANCK, or MAP, will combine with the former to create over the next 5-10 years the perfect conditions for the analysis of the cosmic star formation history.

Spanish astronomers have done contributions to this field in the past, and have a great chance to keep doing so in the future. With Spain being a partner in ALMA and (via the ESA) in JWST, it will be possible to access some of the key “tools of the trade”. The arrival of GTC will be extremely timely, and in fact, there exists a large project (OTELLO) involving many Spanish groups to produce a large-scale, emission-line, star-formation survey using some of the unique instrumental possibilities GTC will offer.

However, as described above, advances in this and many other fields in future astronomy will be led by large projects, involving the collaboration of many small groups working in different aspects of large public datasets. Continuing the fostering of international exchanges, the creation and maintenance of collaborations with groups in other countries, and the acquisition of observational and technical experience via the participation in large projects (like, as the clearest example for Spain, the case of ESO), will represent the one and only way to play an important role in the future of star formation.

*Acknowledgments:* It is a pleasure to thank the Editors of the *Boletín* for inviting me to write this article, and the anonymous referee for his comments. I thank my collaborators Ken Lanzetta, Hsiao-Wen Chen, Noriaki Yahata, and Sam Pascarella for all the efforts we made together to understand  $h(x)$  before we were able to explain it to anybody else; and Marcella Longhetti for her comments and help with references. Amelia Ortiz-Gil carefully read the manuscript and made many interesting comments and corrections. Finally, it is my duty and my pleasure to thank the European Commission for funding my research under the *Marie Curie Fellowship* scheme.

## Referencias

- [1] Abel, T., Bryan, G.L., Norman, M.L., 2002, *Science*, 295, 93
- [2] Alpher, R., Bethe, H., Gamow, G., 1948, *Phys. Rev.*, 73, 803
- [3] Bajtlik, S., Duncan, R. C., Ostriker, J.P., 1988, *ApJ*, 327, 570
- [4] Barkana, R., 2002, *New.Ast.*, 7, 85
- [5] Bertin, E., Arnouts, S., 1996, *A&AS*, 117, 393
- [6] Boyle, B.J., Terlevich, R.J., 1998, *MNRAS*, 293, 49
- [7] Brandt, W.N., *et al.* 2001, *AJ*, 122, 2810
- [8] Bruzual, G., 2002, in *Proc. 3rd Congress of the Venezuelan Physical Society, Revista Mexicana de Física*, 2002 (also *astro-ph/0202178*)
- [9] Burbidge, E.M., Burbidge, G.R., Fowler, W.A., Hoyle, F., 1957, *Revs. Mod. Physics*, 29, 547
- [10] Calzetti, D., Kinney, A.L., Storchi-Bergmann, T., 1994, *ApJ*, 429, 582
- [11] Charlot, S., Kauffmann, G., Longhetti, M., Tresse, L., White, S.D.M., Maddox, S.J., Fall, S.M., 2002, *MNRAS*, 330, 876
- [12] Coleman, G.D., Wu, C.C., Weedman, D.W., 1980, *ApJS*, 43, 393
- [13] Condon, J.J., *ARA&A*, 30, 575
- [14] Connolly, A.J., Szalay, A.S., Dickinson, M.E., Subbarao, M.U., Brunner, R.J., 1997, *ApJ*, 486, L11
- [15] Deharveng J.-M., Buat V., Le Brun V., Milliard B., Kunth D., Shull J.M., Gry C., 2001, *A&A*, 375, 805
- [16] Djorgovski, S.G., Castro, S., Stern, D., Mahabal, A. A., 2001, *ApJ*, 560, L5
- [17] Fan, X., *et al.* 2001, *AJ*, 122, 2833
- [18] Ferguson, H.C., 2001, in *Proc. ESO Symp. “Deep Fields”*, eds. Cristiani, S., Renzini, A., & Williams, R.E. (Heidelberg: Springer) (also *astro-ph/0101356*)
- [19] Fernández-Soto, A., Lanzetta, K. M., Yahil, A., 1999, *ApJ*, 513, 34
- [20] Fernández-Soto, A., Lanzetta, K. M., Chen, H.-W., Pascarella, S.M., Yahata, N., 2001, *ApJS*, 135, 41
- [21] Fernández-Soto, A., Lanzetta, K.M., Chen H.-W., Levine, B., Yahata, N., 2002, *MNRAS*, 330, 889
- [22] Flores, H., *et al.* 1999, *ApJ*, 517, 148
- [23] Gallego, J., Zamorano, J., Aragón-Salamanca, A., Rego, M., 1995, *ApJ*, 455, L1
- [24] Ghosh, P., White, N.E., 2001, *ApJ*, 559, L97
- [25] Giallongo E., Cristiani S., D’Odorico S., Fontana A., 2002, *ApJ*, 568, L9
- [26] Glazebrook, K., Blake, C., Economou, F., Lilly, S., Colless, M., 1999, *MNRAS*, 306, 843
- [27] Gnedin, N.Y., 2001, *MNRAS submitted* (also *astro-ph/0110290*)
- [28] Gunn, J.E., Peterson, B.A., 1965, *ApJ*, 142, 1633

- [29] Hopkins, A.M., Connolly, A.J., Haarsma, D.B., Cram, L.E., 2001, AJ, 122, 288
- [30] Hu, E.M., Cowie, L.L., McMahon, R.G., Capak, P., Iwamuro, F., Kneib, J.-P., Maihara, T., Motohara, K., 2002, ApJ, 568, L75
- [31] Hurwitz M., Jelinsky P., Dixon W.V.D., 1997, ApJ, 481, L31
- [32] Kennicutt, R.C., 1983, ApJ, 272, 54
- [33] Kennicutt, R.C., 1992, ApJS, 79, 255
- [34] Kennicutt, R.C., 1998, ARA&A, 36, 189
- [35] Kennicutt, R.C., 1998b, ApJ, 498, 541
- [36] Kulkarni V.P., Fall S.M., 1993, ApJ, 413, L63
- [37] Lanzetta, K.M., Wolfe, A.M., Turnshek, D.A., 1995, ApJ, 440, 435
- [38] Lanzetta, K.M., Yahata, N., Pascarelle, S.M., Chen, H.-W., Fernández-Soto, A., 2002, ApJ, 570, 492
- [39] Larson, R.B., Tinsley, B.M., 1978, ApJ, 219, 46
- [40] Leitherer C., Ferguson H.C., Heckman T.M., Loewenthal J.D., 1995, ApJ, 454, L19
- [41] Lilly, S.J., Le Fevre, O., Hammer, F., Crampton, D., 1996, ApJ, 460, L1
- [42] Loeb, A., Eisenstein, D.J., 1995, ApJ, 448, 17
- [43] Madau, P., Ferguson, H.C., Dickinson, M.E., Giavalisco, M., Steidel, C.C., Fruchter, A., 1996, MNRAS, 283, 1388
- [44] Madau, P., Pozzetti, L., Dickinson, M.E., 1998, ApJ, 498, 106
- [45] Nandra, K.; Mushotzky, R.F., Arnaud, K., Steidel, C.C., Adelberger, K.L., Gardner, J.P., Teplitz, H.I., Windhorst, R.A., 2002, ApJ, 576, 625
- [46] Pascarelle S.M., Lanzetta K.M., Chen H.-W., Webb J.K., 2001, ApJ, 560, 101
- [47] Pettini, M.; Smith, L.J., King, D.L., Hunstead, R.W., 1997, ApJ, 486, 665
- [48] Pettini, M., Ellison, S.L., Steidel, C.C., Shapley, A.E., Bowen, D.V., 2000, ApJ, 532, 65
- [49] Pettini, M., Ellison, S.L., Bergeron, J., Petitjean, P., 2002, A&A, 391, 21
- [50] Rowan-Robinson, M., *et al.* 1997, MNRAS, 289, 490
- [51] Scott J., Bechtold J., Dobrzycki A., Kulkarni V.P., 2000, ApJS, 130, 67
- [52] Silk, J., 1977, ApJ, 211, 238
- [53] Silk, J., 1977b, ApJ, 214, 152
- [54] Silk, J., 1977c, ApJ, 214, 718
- [55] Smail, I., Ivison, R., Blain, A., Kneib, J.-P., 1999, Ap&SS, 266, 279
- [56] Steidel, C.C., Giavalisco, M., Pettini, M., Dickinson, M.E., Adelberger, K.L., 1996, ApJ, 462, L17
- [57] Steidel, C.C., Adelberger, K.L., Giavalisco, M., Dickinson, M.E., Pettini, M., 1999, ApJ, 519, 1
- [58] Steidel C.C., Pettini M., Adelberger K.L., 2001, ApJ, 546, 665
- [59] Sullivan, M., Mobasher, B., Chan, B., Cram, L., Ellis, R., Treyer, M., Hopkins, A., 2001, ApJ, 558, 72
- [60] Tinsley, B.M., Danly, L., 1980, ApJ, 242, 435
- [61] Totani, T., 1997, ApJ, 486, L71
- [62] Yahata N., Lanzetta K.M., Chen H.-W., Fernández-Soto A., Pascarelle S.M., Yahil A., Puetter R.C., 2000, ApJ, 538, 493
- [63] Zurita, A., Beckman, J. E., Rozas, M., Ryder, S., 2002, A&A, 386, 801
-

# Modelos de formación y evolución de discos protoplanetarios

Ricardo Hueso

hueso@obs-nice.fr

Laboratoire Cassini, CNRS - UMR 6529  
Observatoire de la Côte d'Azur, Niza, Francia

## Abstract

*In this contribution we present a review of current models used in the field of formation and evolution of circumstellar discs. These discs are of great scientific interest since one expects there to find the precursors of planets. The basic physical principle dominating the evolution of these systems is the transport of angular momentum in the disc leading to accretion. Among the mechanisms proposed to transport angular momentum we will remark the gravitational instabilities, specially important in the first phases of stellar formation and the turbulent viscosity, active probably over the whole evolution of the system. The turbulence may be caused by magnetorotational instabilities or by nonlinear shear instabilities in the fluid.*

*Solid material evolution in the disc is also a key question in the study of these objects. Solid particles migrate effectively towards the disc interior by interaction and drag by the circumstellar gas. In this migration particles can group together in objects of increasing size until they decouple from the gas drag effects. Characteristic migration and growing times of solids in the nebula are of the same order of magnitude as the process leading to disc formation, so that a considerable growth of the dust grains can occur relatively early in the history of the nebula.*

## Resumen

En este trabajo presentamos una revisión de los modelos actuales utilizados en el campo de la formación y evolución de discos circunestelares. Estos discos son de gran interés científico, dado que es en ellos donde se produce la formación planetaria. El principio básico que domina la dinámica de estos sistemas es el transporte de momento angular en el disco, dando lugar al acrecimiento. Entre los mecanismos propuestos para transportar el momento angular destacaremos la inestabilidad gravitatoria, importante en las primeras etapas de formación estelar y la viscosidad turbulenta, activa probablemente durante toda la evolución del sistema. La turbulencia puede ser causada por inestabilidades magnetorotacionales o por inestabilidades no lineales producidas por la cizalla del fluido.

La evolución del material sólido en el disco constituye un aspecto fundamental del estudio de estos objetos.

Las partículas sólidas migran hacia el interior del disco por interacción y frenado con el gas circunestelar. En su migración pueden agruparse en partículas de tamaño creciente hasta desacoplarse del frenado aerodinámico del gas. Los tiempos de migración y crecimiento del material sólido en la nebulosa son del mismo orden de magnitud que la propia formación del disco en la fase de colapso gravitatorio, por lo que una parte sustancial del crecimiento de los sólidos puede producirse en fases tempranas de la historia de la nebulosa.

## Introducción

Las estrellas jóvenes suelen estar rodeadas de discos de material gaseoso y polvo formados a partir del colapso gravitatorio que da nacimiento a la estrella. Tales discos han sido directamente observados por el telescopio espacial Hubble como siluetas oscuras, en ocasiones de varios cientos de unidades astronómicas, rodeando estrellas jóvenes en la nebulosa de Orión (McCaughrean y O'Dell, 1996). Dadas las débiles temperaturas a las que la mayor parte del material en el disco se encuentra, estos discos pueden ser estudiados y caracterizados mediante observaciones en milimétricas. En efecto, con instalaciones interferométricas actuales como el *Plateau de Bure* es posible obtener mapas de distribución de masa y de temperatura en discos cercanos (véase Dutrey et al 1998, Guilloteau et al. 1998).

En años recientes se ha comenzado también a tener datos estadísticos sobre el número de discos presentes en regiones de formación estelar de diferentes edades, cubriendo un amplio rango espectral (Haisch et al Lada; 2001a, 2001b). Aunque la sensibilidad actual de las observaciones sigue siendo muy limitada, especialmente en los discos más evolucionados y fríos, este tipo de estudios permiten abordar de manera general los procesos de formación, evolución y disipación en discos protoplanetarios.

En la mayoría de los casos, los discos propiamente dichos no son observables directamente. Su existencia se manifiesta por medio de emisiones anómalas en el espectro de estrellas jóvenes denominadas T Tauri. Dichas T Tauri son estrellas anteriores a la secuencia principal con masas correspondientes a tipos espectrales G, K y M. Su distribución espectral de energía (SED, *Spectral Energy Distribution*) posee interesantes características, como un importante exceso de emisión en el ultravioleta (UV) y en el infrarrojo (IR), fuerte variabilidad y evidencia de material expulsado en forma de chorro (Bertout, 1989). El exceso en el IR es en general el principal marcador de acrecimiento y puede utilizarse para estimar directamente la tasa de acrecimiento de la estrella (Calvet et al., 2000). Las características observacionales generales de estos discos aparecen resumidas en la Tabla 1.

En un artículo clásico, Lynden-Bell y Pringle (1974) identificaron la fuente del exceso IR como disipación de energía gravitatoria en un disco debida al acrecimiento.

Tabla 1: Características observadas de discos protoplanetarios

Edades:	$10^6 - 10^7$ años (†, Primarios)	
	$10^7 - 10^8$ años (‡, Secundarios)	
Tamaños:	50 ~ 1000 UA	
$\Sigma_{(100AU)}$ :	$1 - 3 \text{ g cm}^{-2}$	(Gas)
$M_{\text{disco}}$ :	$\sim 0.03 - 0.1 M_{\odot}$	
Excesos emisión:	IR, UV, X	
Tasas de acrecimiento:		
Fase FU Ori:	$\dot{M} = 10^{-4} M_{\odot}$	$10^5$ años
Fase T Tauri:	$\dot{M} = 10^{-8} M_{\odot}$	$10^6 - 10^7$ años

Notas: (†) Primarios: Discos formados principalmente por gas con débil concentración de polvo, i.e. alrededor de estrellas T Tauri. (‡) Secundarios: Discos con apenas gas, formados principalmente por polvo, i.e. Vega,  $\beta$  Pic.

Desde entonces se han realizado importantes esfuerzos y avances en la comprensión y modelización de estos objetos. En este artículo revisamos algunos de los modelos formulados en el estudio de los discos protoplanetarios. Planteamos también la evolución del material sólido en estos discos con énfasis particular en los modelos realizados sobre la nebulosa solar y la formación de nuestro Sistema Solar.

## Colapso de nubes moleculares y formación de discos

Los discos circunestelares se forman en las etapas iniciales de formación estelar, cuando una nube molecular de gas y polvo colapsa en una o más protoestrellas. Durante mucho tiempo se consideró el modelo de Shu (1977) como el modelo estándar de colapso gravitatorio. Este modelo considera una nube isoterma con una región central masiva que inicia el colapso del material a su alrededor, procediendo éste del interior hacia el exterior. El colapso se produce a la velocidad de caída libre y se expande hacia el exterior siguiendo una onda que se propaga a la velocidad del sonido. La duración del colapso gravitatorio es  $\sim 10^5 - 10^6$  años, muy superior a los tiempos de equilibrio radiativo, justificando la aproximación de esferas isotermas. La característica más notable de este modelo es que el ritmo de caída de material sobre el objeto central es constante durante todo el proceso, característica esta que es aproximadamente cierta de acuerdo con las observaciones más recientes, pero que no se verifica en las etapas inicial y final del colapso (Bontemps et al, 1993). Una revisión moderna de los modelos clásicos de colapso gravitatorio puede encontrarse en Foster y Chevalier (1993).

En todo caso, las nubes moleculares rotan lentamente y el colapso no se produce de manera simétrica. Las regiones algo alejadas poseen una cantidad de momento angular no despreciable siguiendo órbitas elípticas estables sin caer sobre el objeto central. Si el momento angular inicial es suficientemente elevado no se forma una única estrella sino un sistema múltiple. En el caso de formación de una única estrella se puede comprobar

que a medida que el gas procedente de una dirección se encuentra en el plano central con el material procedente de la dirección opuesta, ambos son frenados en su movimiento formando un disco central perpendicular a la rotación. Cassen y Moosman (1981) y Terebey et al. (1984) mostraron que el colapso permanece altamente esférico en las regiones exteriores de la nube molecular, mientras que en las regiones interiores, caracterizadas por radios inferiores a un cierto radio centrífugo,  $R_c$ , el material colapsa en el plano central formando un disco. Inicialmente  $R_c$  es pequeño y va creciendo a medida que el colapso avanza, produciendo un disco que se forma progresivamente hacia el exterior.

Las observaciones de nubes moleculares muestran que éstas se encuentran aproximadamente en estados de rotación rígida. Tienen masas en torno a  $1-2 M_{\odot}$ , tamaños cercanos a 0.1 pc, frecuencias de rotación  $\omega_c \sim 2 \times 10^{-14} \text{ s}^{-1}$  (Goodman et al., 1993) y temperaturas que varían desde los 10–20 K en la región de formación de Tauro (van Dishoeck et al., 1993) a 100 K en las regiones iluminadas por estrellas supermasivas cercanas, como en la región de Orión. Los modelos estándar de colapso muestran que, en estas condiciones, la cantidad de masa que puede caer directamente sobre la estrella central es del orden de  $0.05 M_{\odot}$  (Adams y Shu, 1986; Adams y Laughlin, 2000), por lo que la mayor parte del material que forma la estrella tiene su origen en el disco de gas y polvo.

## Evolución dinámica del disco

La evolución de un disco protoplanetario va a venir determinada por los mecanismos capaces de transportar el momento angular hacia el exterior permitiendo el acrecimiento de material. Bodenheimer (1995) presenta en detalle la problemática del transporte del momento angular en discos protoplanetarios y en nubes moleculares en colapso. Hay tres tipos de efectos principales a estudiar: Inestabilidad gravitatoria, interacción magnética con la rotación de la estrella y viscosidad turbulenta.

### Inestabilidad gravitatoria

En las etapas iniciales de formación del disco éste puede llegar a ser masivo comparado con la protoestrella. En tal caso las interacciones gravitatorias en el disco son importantes y permiten transportar eficazmente el momento angular dando lugar a una inestabilidad global que desarrolla ondas y brazos espirales de evolución rápida (del orden del periodo orbital) y en los que se transporta el momento angular. El criterio que permite establecer cuando un disco es inestable frente a su propia gravedad se conoce como criterio de Toomre (Toomre, 1964; Goldreich y Lynden-Bell, 1965) y consiste en examinar la competición entre el efecto estabilizador de la fuerza de Coriolis en un disco Kepleriano y el efecto desestabilizador de la interacción gravitatoria del propio disco. El parámetro de Toomre se define

como:

$$Q = \frac{kc_s}{\pi G \Sigma}, \quad (12)$$

donde  $k$  es la frecuencia epicyclica,  $c_s$  la velocidad isotérmica del gas, y  $\Sigma$  la densidad superficial de gas en el disco. En los casos en los que  $Q < 1$  el disco es inestable y se forman brazos espirales con crecimiento global.  $Q > 1$  denota casos en los que la fuerza de Coriolis domina y estabiliza el disco frente a las interacciones gravitatorias internas. En general, los discos son irradiados por su estrella central, lo cual expande verticalmente el gas disminuyendo los efectos gravitatorios y estabilizando el disco. Adams y Laughlin (2000) presentan una revisión interesante de la evolución inicial de discos protoplanetarios gobernados por la inestabilidad gravitatoria.

### Distribución directa por campo magnético

Las estrellas T Tauri rotan a velocidades superiores a las de estrellas más evolucionadas pero aún muy lentas comparadas con el momento angular residual que los modelos de colapso predicen. Para obtener un acuerdo entre las observaciones y los modelos es necesario que la estrella central sea capaz de expulsar parte de su momento angular a partir del viento solar o de la interacción magnética con el disco (Bodenheimer, 1995). En efecto, las líneas del campo magnético estelar que atraviesan el disco en la región interna ionizada actúan forzando al gas ionizado a corrotar con la estrella. Estos iones corrotantes son frenados a su vez por choques frecuentes con material neutro rotando más despacio y el efecto neto permite que parte del material caiga sobre la estrella, otra sea distribuida hacia el exterior y que la rotación estelar sea frenada por la interacción con el disco.

En particular, la interacción magnética es especialmente fuerte en torno al punto de corrotación y actúa truncando el disco. Parte del material ionizado es canalizado por las líneas de campo magnético hacia la fotosfera estelar donde su concentración y aceleración elevan la temperatura del plasma explicando el exceso UV de las estrellas T Tauri. Otra parte del material puede ser expulsado en flujos bipolares que, no partiendo de la región más interna del disco, pueden llevar consigo una fracción del momento angular total del sistema (Blandford y Payne, 1982; véase Königl y Pudritz, 2000, para una revisión actual). En general, el material expulsado es un 10 % (Calvet et al., 1997) del material canalizado hacia la fotosfera. La región ionizada donde el acoplamiento con el campo magnético puede ser importante es relativamente pequeña cubriendo un radio de aproximadamente 0.1 UA, por lo que este mecanismo no puede explicar la evolución completa del disco. Los mecanismos que gobiernan la dinámica del disco en la región interna se muestran esquemáticamente en la Figura 1.

### Viscosidad turbulenta

Un disco viscoso es capaz a nivel local de distribuir su momento angular hacia el exterior permitiendo el crecimiento del material. Sin embargo, los valores de viscosidad molecular del gas son excesivamente bajos para permitir que esta difusión viscosa constituya un mecanismo eficaz. Durante mucho tiempo se ha sugerido que un disco turbulento, contaría con una viscosidad efectiva mucho mayor capaz de explicar la evolución de los discos protoplanetarios (Lynden-Bell y Pringle 1974, Pringle, 1981). El problema reside en que un disco Kepleriano posee una fuerte cizalla del gas pero no presenta la clase de inestabilidad dinámica capaz de producir turbulencia espontáneamente. El disco verifica el criterio de estabilidad de Rayleigh que indica que en situaciones en las que el momento angular crece hacia el exterior (disco kepleriano) la cizalla no puede producir turbulencia debido al papel estabilizador de la fuerza centrífuga.

Ahora bien, muchos otros mecanismos capaces de producir turbulencia en el disco han sido propuestos y estudiados. La lista es relativamente larga (Cassen, 1994) y no vamos a comentar todos aquí. Bastará decir sin embargo que la mayor parte de los mecanismos propuestos han demostrado ser ineficaces o bien fuertemente criticados. Históricamente el mecanismo más explorado, especialmente de moda en los años 80, fue la inestabilidad convectiva en el disco (Lin y Papaloizou, 1980; Ruden y Lin, 1986). El argumento básico en este tipo de modelos es el siguiente: Las regiones internas e intermedias del disco son ópticamente espesas. El crecimiento calienta el disco mediante la liberación de energía gravitatoria, lo cual permite establecer corrientes convectivas en el disco que permiten generar la turbulencia, que a su vez alimenta el crecimiento. Estos modelos presentan dificultades para explicar el gran tamaño de los discos, muy superior al tamaño de las regiones ópticamente espesas donde la convección puede desarrollarse, así como importantes problemas teóricos (Balbus et al. 1996). Su uso ha decaído considerablemente si bien no ha sido completamente abandonado (Klahr et al, 1999). Entre los mecanismos más viables y aceptados actualmente se cuenta un tipo de inestabilidad magnetorrotacional y una inestabilidad no lineal del fluido causada por la cizalla (ambos mecanismos constituyen escuelas opuestas actualmente y no existe un consenso unánime en esta cuestión fundamental).

#### *MRI: Inestabilidad magnetorrotacional*

Balbus y Hawley (1991) mostraron como un disco rotante se vuelve inestable en presencia de un campo magnético arbitrario de intensidad débil. Este tipo de inestabilidad se conoce en la literatura por el nombre de *Magneto-Rotational Instability* (MRI). El campo magnético es capaz de tomar energía del flujo kepleriano y redistribuirla en forma de turbulencia. Para ello se necesita una cantidad efectiva de iones en el disco relativamente pequeña. De hecho, un grado de ioniza-

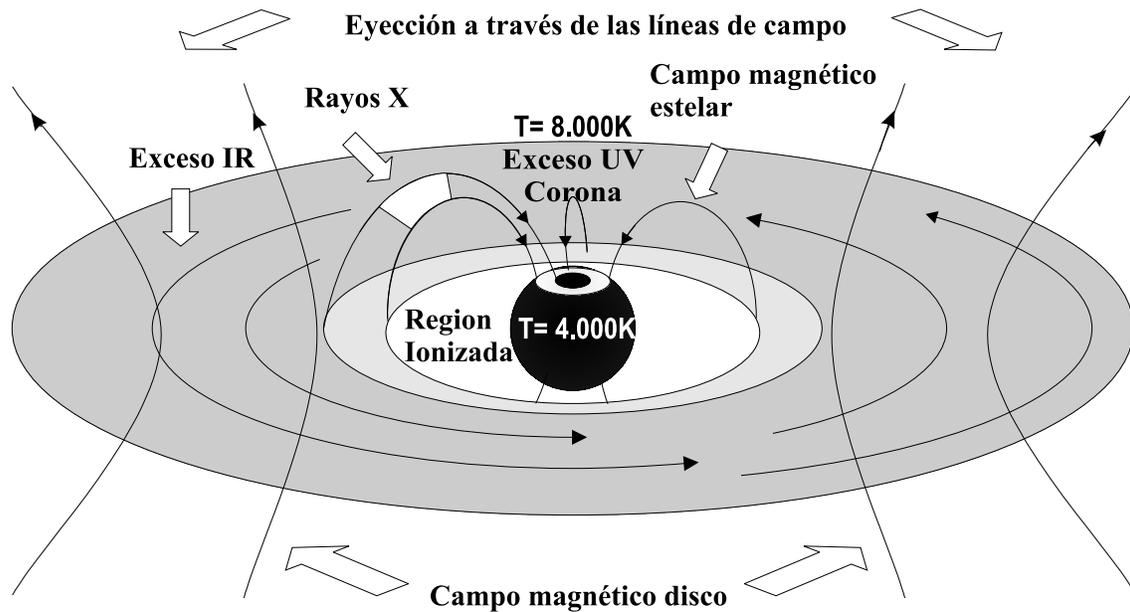


Figura 1: Esquema del disco interno. El disco está truncado a partir del radio de corotación, el material ionizado fluye hacia la estrella siguiendo las líneas de campo magnético, siendo comprimido y emitiendo rayos X, la caída del material sobre la corona solar produce elevadas temperaturas y una fuerte emisión en el UV. A su vez la interacción con el campo magnético del disco permite expulsar parte del material parcialmente ionizado. Finalmente el acrecimiento en el disco calienta el material por encima de las temperaturas a las que está irradiado por la estrella y produce parte del exceso IR.

ción demasiado elevado inhibe el desarrollo de este tipo de convección y una concentración de iones de  $10^{-13}$  basta para desencadenar la MRI (Blaes y Balbus, 1994, describen en detalle el establecimiento de la MRI y los rangos de ionización necesarios). La región interior del disco, iluminada directamente por la estrella posee un rango de ionización demasiado elevado. La región entre 0.1 y 1 UA cuenta con un rango de ionización adecuado para el desarrollo y mantenimiento de la MRI. También las regiones externas, ópticamente delgadas, que pueden ionizarse por rayos cósmicos o el flujo UV de la estrella central. Sin embargo, la región central del disco (1-10 UA) no dispondría de un grado suficiente de ionización para desencadenar la MRI. Algunos autores sugieren como posible fuente de ionización la desintegración radiactiva del  $^{26}\text{Al}$  y  $^{40}\text{K}$  (Stone et al. 2000) pero este tema resulta altamente controvertido. Se ha sugerido por lo tanto, que la MRI funciona únicamente en la región más cercana a la estrella y en las capas superficiales de las regiones intermedias. En este tipo de modelo el acrecimiento se produce básicamente en la fotosfera del disco intermedio, constituyendo las capas centrales una zona neutra magnéticamente muerta en la que el material podría acumularse progresivamente (Figura 2). En caso de existir esta zona neutra de acumulación se pueden desencadenar inestabilidades gravitatorias de manera irregular, produciendo un tipo de acrecimiento similar al que se observa en objetos tipo FU Orionis (Gammie, 1996). Un artículo describiendo claramente la MRI y presentando una revisión de la

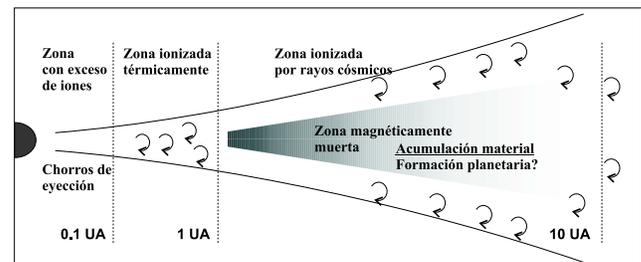


Figura 2: Esquema simplificado de los mecanismos de formación de una zona magnéticamente muerta, acrecimiento en la superficie del disco y concentración de material en la zona central.

literatura en este campo es Balbus y Hawley (2000).

#### *Inestabilidad dinámica por cizalla*

Zel'dovich (1981) investigó la turbulencia producida en discos por medio de la cizalla kepleriana del gas y Dubrulle (1993) defendió este mecanismo como el más relevante capaz de producir la turbulencia y evolución de un disco protoplanetario. La turbulencia por cizalla surge a partir de inestabilidades no lineales, no violando por tanto el criterio de estabilidad de Rayleigh, que niega en el contexto de discos protoplanetarios la mayor parte de inestabilidades de fluidos capaces de desencadenar turbulencia. Los efectos de la turbulencia por cizalla fueron caracterizados posteriormente en experimentos de laboratorio por Richard y Zahn (1999) y su

aplicación a discos protoplanetarios fue examinada por Hure et al. (2001).

### Parametrizaciones de la turbulencia

En cualquiera de los casos, el estudio de la turbulencia constituye un reto para la modelización de los discos y su incorporación en modelos globales evolutivos del disco solo ha sido realizada de manera altamente parametrizada.

La prescripción clásica para la viscosidad turbulenta en discos de acrecimiento fue originalmente propuesta por Shakura y Sunyaev (1973) y ha sido desde entonces utilizada extensivamente en modelos de discos turbulentos sin importar demasiado el origen de la turbulencia.

$$\nu_\alpha = \alpha c_s H. \quad (13)$$

El parámetro  $\alpha$  controla la cantidad de turbulencia en un medio en el que la escala vertical de alturas,  $H$ , y la velocidad isoterma del sonido,  $c_s$ , constituyen límites superiores a la longitud y la velocidad de las corrientes turbulentas. En cuanto al valor concreto de  $\alpha$  varía dependiendo del tipo de proceso invocado para la turbulencia pero en general se consideran como valores estándar  $\alpha = 10^{-2} - 10^{-1}$ . Si la inestabilidad de tipo magnetorrotacional es verdaderamente la causa de la turbulencia es cuestión de tiempo el que se encuentre una formulación más satisfactoria, con una conexión más profunda con la física del sistema. Por el contrario en la inestabilidad no lineal causada por la cizalla del fluido ha sido posible realizar experimentos de laboratorio en fluidos rotantes que permiten definir una parametrización alternativa de la turbulencia (Richard y Zahn 1999).

$$\nu_\beta = \beta \frac{\partial \Omega}{\partial R} R^3. \quad (14)$$

Donde el valor del parámetro  $\beta$  define la intensidad de la turbulencia habiendo sido determinado experimentalmente como  $\beta \sim 2 \times 10^{-5}$ .

Sin entrar en más detalles sobre la validez de ambas aproximaciones podemos decir que ambas parametrizaciones tienen en realidad un comportamiento muy parecido, pudiendo aproximarse su variación espacial como:  $\nu_\alpha \sim r^{3/4}$  y  $\nu_\beta \sim r^{1/2}$ . Es interesante constatar que las diferencias entre los valores de viscosidad calculados mediante ambas técnicas para este valor de  $\beta$  y los valores estándar de  $\alpha$  en la parte intermedia del disco ( $R < 100$  AU) son de un orden de magnitud por lo que ambos modelos poseen finalmente características similares dentro de las barras de error de las observaciones. Ambos modelos son marcadamente diferentes a partir de radios mayores y ofrecen perfiles diferentes para el "borde" del disco en discos extensos (Hueso y Guillot, 2002b). Las observaciones actuales no permiten trazar en detalle las características de la parte exterior del disco, pero la mayor sensibilidad de observatorios futuros (ALMA especialmente) permitirá discriminar observacionalmente entre ambas posibilidades.

### Evolución viscosa

La evolución viscosa del disco viene determinada por una ecuación de difusión que se obtiene directamente a partir de la conservación de masa y momento angular. Sin importar cuál sea la fuente de la turbulencia la estrella acrece progresivamente material del disco, el cual transporta el momento angular hacia regiones más distantes hasta que todo el material ha sido absorbido por la estrella y el momento angular difundido a regiones muy distantes.

Para plantear la ecuación de la difusión viscosa, es conveniente integrar verticalmente las propiedades del disco y utilizar como variable la densidad superficial de material en el disco,  $\Sigma$ . En tal caso,

$$\frac{\partial \Sigma}{\partial t} = \frac{3}{r} \frac{\partial}{\partial r} \left( \sqrt{r} \frac{\partial}{\partial r} [\nu \Sigma \sqrt{r}] \right) + S(r, t). \quad (15)$$

donde el primer término representa la evolución viscosa del disco y el segundo,  $S(r, t)$ , es un término de fuente que puede incluir el material que cae sobre el disco y la pérdida de gas por fotoevaporación. De hecho, es posible realizar modelos que incluyen estos tres aspectos simultáneamente (Hueso y Guillot, 2002b). En líneas generales un modelo de este tipo da lugar a un disco de un tamaño aproximado por  $R_c$ , inicialmente caliente que se va difundiendo y enfriando a medida que el material es acrecido por la estrella. Podemos ver un ejemplo de la evolución completa de un disco de este tipo en la Figura 3.

La evolución de la temperatura en el disco es de fundamental importancia para entender los procesos químicos que determinan los materiales disponibles para la formación de material sólido. Los modelos difusivos explican en líneas generales algunas de las características de la composición química de los cuerpos del sistema solar, como la densidad decreciente de los planetas hacia el exterior del Sistema Solar o el fraccionamiento isotópico del D/H en los cometas y en los planetas gigantes (Drouart et al. 1999, Robert et al. 2000). Los modelos más recientes de transporte radiativo en discos permiten estudiar la distribución de temperatura en las partes externas del disco pero queda aún mucho trabajo por hacer para las regiones internas (D'Alessio et al. 1999). La opacidad en el disco depende también fuertemente de las propiedades de los granos, que se encuentran todavía pobremente determinadas (D'Alessio et al. 2001) pero que constituyen un aspecto fundamental a la hora de interpretar las futuras imágenes en el IR de instrumentos como Midi (*Mid Infrared Interferometer*) en el VLTI.

### Disipación final del disco

Las observaciones de regiones de formación estelar sugieren que la mayor parte de los discos se disipan en escalas de tiempo de  $5 \times 10^6$  años, con cierta dependencia del tipo espectral perdiendo sus discos más rápidamente las estrellas más activas (Haisch et al. 2001b).

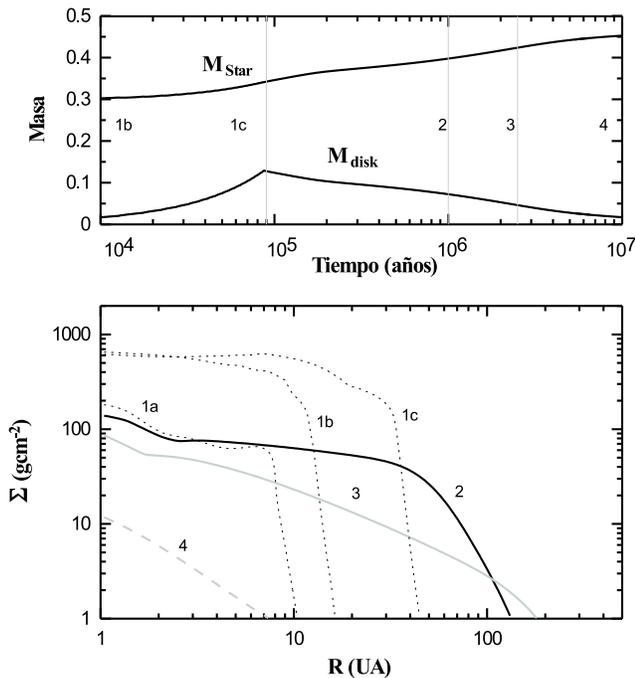


Figura 3: Evolución de la densidad de material en un disco protoplanetario. El panel superior muestra la evolución de la masa estelar y de la masa contenida en el disco. El panel inferior muestra la evolución de densidad superficial de material en el disco en las etapas de formación (1), expansión (2-3) y disipación final.

Varios mecanismos han sido propuestos para dispersar el disco. Estos incluyen el acrecimiento viscoso hacia el interior de la estrella, interacciones con la magnetosfera estelar, dispersión por el viento estelar, encuentros con estrellas cercanas de la misma región de formación, fotoevaporación del disco por la emisión UV de la estrella principal o por estrellas cercanas masivas, y, en el caso de discos albergando planetas, pérdida del material gaseoso en la formación de gigantes gaseosos. Hollenbach (2000) presenta una revisión extensa de estas ideas.

De manera significativa, las observaciones de exceso IR de estos sistemas muestran también que, la transición entre los sistemas con disco y aquellos que han perdido al menos el disco interno es un proceso rápido ( $\sim 10^5$  años). La dependencia con el tipo espectral ha llevado a favorecer modelos de tipo viento estelar y fotoevaporación del disco (Clarke et al. 2001).

Algunos sistemas evolucionados ( $10\text{--}100 \times 10^6$  años), el ejemplo más conocidos de los cuales es  $\beta$  Pic, contienen gran cantidad de polvo y gas de "segunda generación". Se asume que estos sistemas contienen material planetario, planetesimales cuyas colisiones producen los granos más pequeños y cuya evaporación proporciona una fuente de gas que alimenta el ténue disco. Lagrange et al. (2000) realizan una presentación de las características observacionales de estos sistemas.

## Formación de planetesimales

El material sólido en discos protoplanetarios proviene inicialmente de granos refractarios ya presentes en el estadio de nube molecular. A medida que el disco circunestelar se enfría es posible condensar en mayor medida los elementos gaseosos en forma de hielos alrededor de dichos granos. Aproximadamente un 1% del material inicial en el disco puede condensar en sólidos. Las diferencias radiales de temperatura permiten la coexistencia de una región interior caliente, donde el material sólido es primordialmente de carácter refractario, y una región externa rica en hielos y con mayor densidad de material sólido.

Aunque inicialmente los granos sólidos tienen tamaños en torno al  $\mu\text{m}$  los modelos de radiación con los que se ajusta la función espectral de energía de los discos se ajustan mejor con modelos que incluyen partículas con tamaños en torno al mm, siendo este tipo de partículas las más grandes que pueden ser detectadas espectroscópicamente (D'Alessio et al., 2001).

A continuación presentaré algunos de los modelos estudiados para la formación de planetesimales y los problemas abiertos más importantes.

## Condritas

Las condritas son granos meteoríticos de unos 2 mm formados por silicatos, Fe y Ni, cuya estructura mineral implica una formación rápida a partir de un estado fundido. Se encuentran en un tipo específico de meteoritos como inclusiones en una matriz de material más volátil. Shu et al. (1996) propusieron que las condritas se formaron en la parte más interior de la nebulosa protosolar y fueron distribuidos posteriormente a lo largo de la nebulosa. En su modelo, parte del material del disco a pocos radios estelares es elevado de partes en sombras del disco a partes directamente iluminadas por el Sol, calentado y fundido. El viento Solar puede arrastrar el material fundido a regiones exteriores donde se puede condensar rápidamente, en cuestión de unas horas formando las condritas. La acumulación posterior de condritas por mecanismos de coagulación y condensación de volátiles a su alrededor daría lugar a la formación de los meteoritos condriticos. La formación de las condritas, aquí simplificada, dista de ser comprendida por completo y hay otros modelos alternativos propuestos aunque quizás menos satisfactorios que el modelo de Shu. Jones et al. (2000) presentan un buen artículo de revisión sobre las características observacionales de las condritas, sus modelos de formación y los diferentes tests que se pueden aplicar a los modelos.

La mayor parte del material sólido del disco evoluciona probablemente de una manera mucho menos violenta, como detallaremos a continuación.

## Sedimentación y migración del material sólido

Un disco protoplanetario tiene un espesor vertical finito definido por el equilibrio entre el gradiente vertical de presión y la componente vertical de la gravedad estelar. La presión del gas también decrece hacia el exterior del disco, de manera que el gradiente radial de presión permite que el gas rote a velocidades sub-keplerianas, soportando parcialmente el gas frente a la gravedad.

Las partículas sólidas en el disco no experimentan directamente este soporte por parte de la presión y, como consecuencia, es fácil demostrar que no pueden permanecer en reposo con respecto al gas. Efectivamente, los sólidos sedimentan verticalmente, como las partículas parcialmente en suspensión de una nube terrestre precipitan. El mismo efecto se produce radialmente, por lo que los sólidos son frenados aerodinámicamente migrando hacia el interior del disco (Weidenschilling, 1977). La sedimentación vertical se produce a mayor velocidad para las partículas de mayor tamaño. Por el contrario, la migración radial se produce de manera muy diferente para partículas de tamaños diferentes. Las partículas pequeñas,  $r < 1$  mm, tienen un área muy pequeña comparada con su masa y son arrastradas eficazmente por el gas, se mantienen en suspensión sin migrar significativamente hacia el interior del disco. Cuando las partículas son algo mayores, el gas no es capaz de arrastrarlas por completo y éstas experimentan un frenado aerodinámico con el gas que rota más despacio, oponiéndose como un viento en sentido contrario a su movimiento. Este efecto es especialmente importante para partículas de tamaños entre 1 cm – 1 m. Los sólidos de mayor tamaño presentan una sección eficaz inferior por unidad de masa, disponiendo de mayor inercia, por lo que no sienten el efecto del viento. A partir de tamaños en torno a 1 km los sólidos disponen de bastante inercia como para poder despreciar completamente el frenado aerodinámico. Las interacciones posteriores están gobernadas por interacciones gravitatorias en periodos de tiempo mucho más largos ( $10^6$  años). Las velocidades características y los tiempos de migración radial para partículas de diferentes tamaños se pueden encontrar en la Tabla 2.

## Inestabilidad gravitatoria

La solución tradicional a la formación de planetesimales es la inestabilidad gravitatoria (Safronov, 1969; Goldreich y Ward, 1973). Si las partículas sedimentan en una capa suficientemente fina, y la velocidad de dispersión entre ellas es lo bastante baja, pequeñas perturbaciones de densidad colapsarían automáticamente bajo su propia gravedad formando planetesimales de un tamaño en torno a 1 km. Sin embargo, la sedimentación vertical de material es completamente ineficaz para granos de tamaño inferior a 1 cm, e incluso en el caso de producirse sedimentación, la turbulencia en el disco central producida por la interacción entre partículas y gas extendería verticalmente las partículas y produciría

Radio (cm)	$t_{Mig(1UA)}$ (años)	$\Delta v(1UA)$ (cm/s)	$t_{Mig(5UA)}$ (años)	$\Delta v(5UA)$ (cm/s)
$10^{-4}$	$2 \cdot 10^8$	0.001	$1.0 \cdot 10^8$	0.01
0.01	$2 \cdot 10^6$	0.1	$1.0 \cdot 10^6$	1
1	$1 \cdot 10^4$	20	$1.2 \cdot 10^4$	100
10	300	800	$1.2 \cdot 10^3$	1000
100	25	10000	200	5000
$10^3$	600	400	$1.2 \cdot 10^3$	100
$10^4$	$1 \cdot 10^4$	20	$4.0 \cdot 10^5$	3
$10^5$	$2 \cdot 10^5$	1	$1.2 \cdot 10^6$	1

Tabla 2: Tiempos y velocidades de migración para partículas de diferente tamaño situadas a 1 y 5 UA, de acuerdo con Weidenschilling (1977). Estos cálculos asumen una nebulosa estática no turbulenta con condiciones de densidad y temperatura razonables. Los tiempos de migración se definen como el tiempo que tarda una partícula en recorrer la mitad de distancia que la separa del Sol.

una dispersión de velocidades lo bastante importante como para inhibir la inestabilidad gravitatoria (Cuzzi et al 1993). La inestabilidad gravitatoria requiere sólidos de tamaños en torno a 100 m para ser eficaz (Weidenschilling, 2000).

## Coagulación y crecimiento de los sólidos

El hecho de que los sólidos de diferente tamaño sedimenten y migren radialmente a ritmos distintos abre la posibilidad a un crecimiento importante por colisiones y coagulación entre partículas de diferente tamaño. El mecanismo de cohesión entre partículas y su efectividad es desconocido. Un problema fundamental es que las partículas de migración más rápida pueden colisionar entre sí a velocidades de decenas de m/s con energía suficiente como para disgregarse en vez de coagular en cuerpos mayores. Este problema es tanto mayor cuanto mayor sea el grado de turbulencia en el disco y solamente en una nebulosa no turbulenta (y por lo tanto estática) pueden los sólidos crecer hasta el tamaño de planetesimales evitando este problema. Weidenschilling (2000) resume varias simulaciones de formación de planetesimales por coagulación en una nebulosa estática. La formación de planetesimales a partir de polvo micrométrico en estas simulaciones es muy rápida, unos miles de veces el periodo orbital a cualquier distancia heliocéntrica: 2000 años a 1 AU,  $2 \cdot 10^4$  a 5 AU y  $3 \cdot 10^5$  años a 30 AU. Sin embargo, en las condiciones supuestas en estos cálculos, la nebulosa es demasiado densa para permanecer estática durante periodos de tiempo tan largos y se ignoran también la mayor parte de problemas de fragmentación de sólidos impactando a alta velocidad.

Otros cálculos han sido realizados en discos evolutivos, i.e., discos turbulentos en los que las condiciones de la nebulosa cambian en escalas de tiempo comparables a las de la evolución de los sólidos, aunque con mucho menor detalle en cuanto a la distribución de ta-

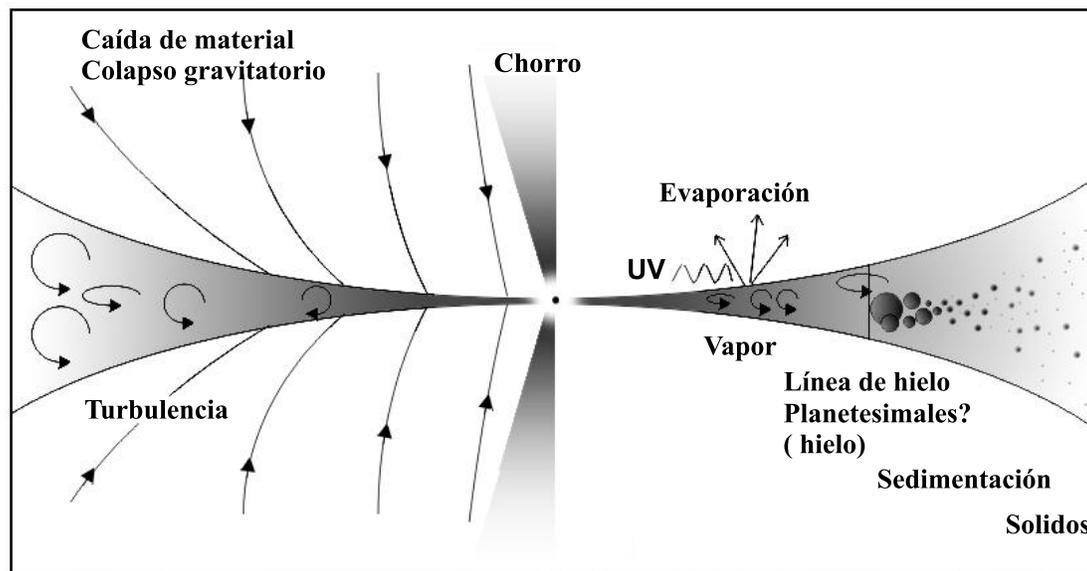


Figura 4: Esquema de los principales procesos aconteciendo en un disco protoplanetario ejemplificando la caída de material sobre el disco, su difusión turbulenta, los flujos bipolares y la evaporación por irradiación UV en las partes intermedias del disco. Así mismo la parte derecha de la figura muestra algunos de los procesos fundamentales en la formación y evolución de material sólido.

maños de las partículas. El problema fundamental en estos casos es la rápida migración de las partículas de tamaño intermedio no dejando en ocasiones el tiempo suficiente para el crecimiento a tamaños superiores. Este problema puede evitarse para planetesimales de hielo en discos extensos en los que el material se condensa lejos de la región de evaporación y en los que los sólidos pueden crecer hasta tamaños de varios metros mientras migran hacia las regiones interiores. Si los sólidos alcanzan un tamaño crítico antes de alcanzar la región de evaporación, su movimiento se ve frenado, y son capaces de absorber los materiales sólidos más pequeños que migran más rápidamente desde el exterior (Stepinski y Valageas, 1997). El proceso es muy crítico, pudiendo desaparecer todos los sólidos o ser conservados casi totalmente en forma de planetesimales. En estos cálculos es importante destacar la presencia de una línea de hielo formada en la frontera de evaporación de los hielos en la que el material sólido se concentra eficazmente y forma planetesimales en escalas de tiempo de  $10^5$  años (Hueso y Guillot, 2002a). La existencia de dicha región abundante en hielos fue sugerida inicialmente por Stevenson y Lunine (1988) para explicar la temprana formación de Júpiter en el sistema solar.

Algunos otros mecanismos planteados para evitar la rápida migración de los sólidos consisten en la interacción de los sólidos con la turbulencia, capaz aparentemente de retener parcialmente las partículas sólidas (Supulver, 1997), y en la presencia de vórtices estables de gran escala. Estos últimos son capaces de concentrar eficazmente las partículas de migración más rápida (tamaños del orden del cm al m), en el interior de los vórtices pudiendo eventualmente concentrar suficiente

material para desencadenar la inestabilidad gravitatoria (Barge y Sommeria, 1995; Tanga et al., 1996). La presencia de vórtices anticiclónicos en discos circunestelares es posible dadas las condiciones de cizalla kepleriana del disco. Sin embargo, la formación y estabilidad temporal de dichos vórtices permanecen todavía pobremente estudiados.

La Figura 4 muestra un esquema del disco protoplanetario con los principales procesos aconteciendo incluyendo la evolución de los sólidos. En cualquiera de los escenarios planteados es importante destacar que las partículas crecen y evolucionan de manera significativa en periodos de tiempo del orden de la propia formación del disco ( $10^5$  años). Resulta importante por lo tanto examinar la formación del disco y la evolución simultánea del gas y polvo en el disco en su etapa de formación, algo que hasta el momento no ha sido realizado.

Finalmente, una importante señal de formación planetaria directamente observable puede ser la presencia de huecos en la distribución de gas del disco formados por la interacción del gas con un planeta gigante en formación (Bryden et al. 1999). Un sistema con estas características es TW Hya, con un hueco en su disco circunestelar en torno a 4 AU (Calvet et al. 2002).

### *Consideraciones finales*

El interés científico de los discos protoplanetarios experimenta en estos momentos un importante renacer científico. Actualmente vivimos una época en la que comenzamos a ver directamente estos objetos y a medir

sus propiedades. Teóricamente parece también posible abordar las cuestiones fundamentales sobre los principales procesos físicos involucrados en su formación y evolución, tales como el origen de la turbulencia y su modelización. Aunque un número importante de cuestiones importantes permanecen sin respuesta, se puede confiar en que muchas de ellas serán resueltas en los próximos años, constituyendo este campo uno de los temas de investigación fundamentales de observatorios e instrumentos de gran envergadura (VLTI, GTC, ALMA, Herschel, SIRTf, etc). Así mismo, el progreso en la capacidad de cálculo y en la comprensión de la teoría permite comenzar a comparar en detalle diferentes modelos con las observaciones.

En el campo específico de la formación planetaria los principales avances vendrán determinados por la comparación entre teoría, modelos numéricos, y las observaciones parcialmente indirectas, como la presencia de huecos en discos de gas, discos secundarios de polvo en ausencia de gas, como  $\beta$  Pic, y especialmente a través de la creciente caracterización de sistemas planetarios extrasolares.

### Agradecimientos

Agradezco al consejo editorial del Boletín de la Sociedad Española de Astronomía la invitación para presentar este artículo de revisión. Este trabajo se ha beneficiado en gran medida de los comentarios de T. Guillot del *Observatoire de Nice* así como de las clarificadoras sugerencias de un árbitro anónimo. Agradezco también al Gobierno Vasco y al *Observatoire de Nice* la financiación a través de becas post-doctorales que han hecho posible este trabajo.

### Referencias

- [1] Adams, F.C., Shu, F., 1986, ApJ, 308, 836
- [2] Adams, F.C., Laughlin, G., 2000, Space Science Reviews, 92, 23
- [3] Balbus, S.A., Hawley, J.F., 1991, ApJ, 376, 214
- [4] Balbus, S.A., Hawley, J.F., Stone, J. M. 1996, ApJ, 467, 76
- [5] Balbus, S.A., Hawley, J.F., 2000, Space Science Reviews, 92, 39
- [6] Barge, P., Sommeria, P., 1995, A&A, 295, L1
- [7] Bertout, C., 1989, ARA&A, 27, 351
- [8] Blaes, O.M., Balbus S.A., ApJ, 421, 163
- [9] Blandford, B.D., Payne, D.G., 1982, MNRAS, 1982, 883
- [10] Bodenheimer, P., 1995, ARA&A, 33, 199
- [11] Bontemps, S., André, P., Terebey, S., Cabrit, S., 1996, A&A, 311, 858
- [12] Bryden, G., Chen, X., Lin, D.N.C., Nelson, R.P., Papaloizou, J.C.B., 1999, ApJ, 514, 344
- [13] Calvet, N., Hartmann, L., Strom, S.E., 1997, ApJ, 481, 912.
- [14] Calvet, N., Hartmann, L., Strom, S.E., 2000, *Protostars and Planets IV*, University of Arizona Press, ed. Mannings, V., Boss, A.P., Russell, S.S., p. 377
- [15] Calvet, N., D'Alessio, P., Hartmann, L., Wilner, D., Walsh, A., Sitko, M., 2002, ApJ, 568, 1008
- [16] Cassen, P., Moosman, A., 1981, Icarus, 48, 353
- [17] Clarke, C.J., Gendrin, A., Sotomayor, M., 2001, MNRAS, 328, 485
- [18] Cuzzi, J.N., Dobrovolskis, A.R., Champney, J.M., 1993, Icarus, 106, 102
- [19] D'Alessio, P., Calvet, N., Hartmann, L., 2001, ApJ, 553, 321
- [20] D'Alessio, P., Calvet, N., Hartmann, L., Lizano, S., Cantó, J. 1999, ApJ, 527, 893
- [21] van Dishoeck, E.F., Blake, G.A., Draine, B.T., Lunine, J.I. 1993, *Protostars and Planets III*, eds. E.H. Levy y J. Lunine (Tucson: Univ. Arizona Press), 163
- [22] Drouart, A., Dubrulle, B., Gautier, D., Robert, F., 1999, Icarus, 140, 129
- [23] Robert, F., Gautier, D., Dubrulle, B., Space Science Reviews, 92, 201
- [24] Dubrulle, B., 1993, Icarus, 106, 59
- [25] Dutrey, A., Guilloteau, S., Prato, L., Simon, M., Duvert, G., Schuster, K., Ménard, F., 1998, A&A, 338, L63
- [26] Foster, P.N., Chevalier, R.A., 1993, ApJ, 416, 303
- [27] Gammie, C.F., 1996, ApJ, 457, 355
- [28] Goldreich, P., Lynden-Bell, D., 1965, MNRAS, 130, 97
- [29] Goldreich, P., Ward, W.R., 1973, ApJ., 183, 1051
- [30] Goodman, A.A., Benson, P.J., Fuller, G.A., Myers, P.C., 1993, ApJ, 495, 385
- [31] Guilloteau, S., Dutrey, A., 1998, A&A, 339, 467
- [32] Haisch, K.E., Lada, E.A., Lada, C.J., 2001a, AJ, 121, 2065

- [33] Haisch, K.E., Lada, E.A., Lada, C.J., 2001b, *ApJ*, 553, L153
- [34] Hayashi, C., Nakazawa, K., Nakagawa, Y., 1985, *Protostars and Planets II*, ed. D. C. Black and M. S. Matthews (Tucson: Univ. Arizona Press), 1100
- [35] Hure, J.M., Richard, D., Zahn, J.P., 2001, *A&A*, 367, 1087
- [36] Hollenbach, D.J., Yorke, H.W., Johnstone, D., 2000, *Protostars and Planets IV*, University of Arizona Press, eds. Mannings, V., Boss, A.P., Russell, S.S., 401
- [37] Hure, J.M., Richard, D., Zahn, J.P., 2001, *A&A*, 367, 1087
- [38] Hueso, R., Guillot, T., 2002a, *Space Science Reviews*, en prensa
- [39] Hueso, R., Guillot, T., 2002b, (en preparación)
- [40] Königl, A., Pudritz, R.E., 2000, *Protostars and Planets IV*, University of Arizona Press, eds. Mannings, V., Boss, A.P., Russell, S.S., 759
- [41] Jones, R.H., Lee, T., Connolly, H.C., Love, S.G., Shang, H., 2000, *Protostars and Planets IV*, University of Arizona Press, eds. Mannings, V., Boss, A.P., Russell, S.S., 927
- [42] Klahr, H.H., Henning, Th., Kley, W., 1999, *ApJ*, 514, 325
- [43] Lagrange, A.M., Backman, D.E., Artymowicz, P., 2000, *Protostars and Planets IV*, University of Arizona Press; eds. Mannings, V., Boss, A.P., Russell, S.S., 649
- [44] Lin, D.N.C., Papaloizou, J., 1980, *MNRAS*, 191, 37
- [45] Lynden-Bell, D., Pringle, J.E., 1974, *MNRAS*, 168, 603
- [46] MCAughrean, M.J., O'Dell, C. R., 1996, *AJ*, 111, 1977
- [47] Pringle, J.E., 1981, *ARA&A*, 19, 137
- [48] Richard, D., Zahn, J.P., 1999, *A&A*, 347, 734
- [49] Ruden, S.P., Lin, D.N.C., 1986, *ApJ*, 308, 883
- [50] Safronov, V.S., 1969, *Nauka, Moscú* (Transl. 1972 NASA TT 5-677)
- [51] Shakura, N.I., Sunyaev, R.A., 1973, *A&A*, 24, 337
- [52] Shu, F.H., 1977, *ApJ*, 214, 488
- [53] Shu, F.H., Shang, H., Lee, T., 1996, *Science*, 271, 1545
- [54] Stepinski, T.F., Levy, E.H., 1990, *ApJ*, 350, 819
- [55] Stepinski, T.F., Valageas, P., 1997, *A&A*, 319, 1007
- [56] Stevenson, D.J., Lunine, J.I., 1988, *Icarus*, 75, 146
- [57] Stone, J.M., Gammie, C.F., Balbus, S.A., Hawley, J.F., 2000, *Protostars and Planets IV*, University of Arizona Press, eds. Mannings, V., Boss, A.P., Russell, S.S., 589
- [58] Supulver, K.D., Lin, D.N.C., 2000, *Icarus*, 146, 525
- [59] Tanga, P., Babiano, A., Dubrulle, B., Provenzale, A., 1996, *Icarus*, 121, 158
- [60] Terebey, S., Shu, F.H., Cassen, P., 1983, *ApJ*, 286, 529
- [61] Toomre, A., 1964, *ApJ*, 139, 1217
- [62] Weidenschilling, S.J., 1977, *MNRAS*, 180, 57
- [63] Weidenschilling, S.J., 2000, *Space Science Reviews*, 92, 295
- [64] Zel'dovich, YaB., 1981, *Proc. R. Soc. London*, 374, 299
-

## Tesis doctorales

### *Índices espectroscópicos en el IR cercano y su aplicación al estudio de las poblaciones estelares de galaxias elípticas*

A. Javier Cenarro Lagunas [cen@astrax.fis.ucm.es](mailto:cen@astrax.fis.ucm.es)

**Director/es:** Javier Gorgas García

**Centro:** Departamento de Astrofísica, Universidad Complutense de Madrid

**Lectura:** 4 de noviembre de 2002

En el contexto del estudio de las poblaciones estelares de galaxias mediante índices espectroscópicos, el infrarrojo cercano (nIR) era un intervalo espectral poco explotado. Las limitaciones e incertidumbres de los trabajos previos resultaban decisivas a la hora de interpretar el comportamiento de las galaxias elípticas (Es) en dicha región del espectro. Por ello, en este trabajo se ha realizado la calibración empírica de nuevos índices espectroscópicos en el nIR, su predicción mediante un código actualizado de síntesis evolutiva de poblaciones estelares, y el análisis de una muestra de elípticas en el nIR en base a los resultados anteriores (<http://www.ucm.es/info/Astrof/ellipt/CATRIPLET.html>).

Se ha desarrollado una nueva biblioteca estelar en el nIR ( $\lambda\lambda 8348 - 9020 \text{ \AA}$ ;  $\text{FWHM} = 1.50 \text{ \AA}$ ) compuesta por 706 espectros estelares con un amplio cubrimiento de parámetros atmosféricos ( $2750 \text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 38400 \text{ K}$ ;  $0.00 \leq \log g \leq 5.12$ ;  $-3.45 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0.60$ ), lo que la convierte en la biblioteca estelar más completa hasta la fecha en este intervalo. Se han definido nuevos índices de intensidad de líneas con pseudo-continuos realistas para todos los tipos espectrales: CaT y CaT\* para el triplete de Ca II en  $\lambda\lambda 8498, 8542$  y  $8662 \text{ \AA}$ , PaT para tres líneas de la serie de Paschen de H, MgI para la línea de Mg I en  $8807 \text{ \AA}$ , y sTiO para la pendiente del continuo local gobernada por bandas de TiO. El índice CaT\* corrige el triplete de Ca II de la contaminación por la serie de Paschen en los tipos espectrales tempranos.

El amplio cubrimiento de parámetros atmosféricos y el número de estrellas disponibles han permitido separar correctamente los efectos de la temperatura, gravedad y metalicidad para todos los índices mediante el cálculo de funciones empíricas de ajuste. Tanto éstas como la nueva biblioteca estelar se han implementado en un código reciente de síntesis evolutiva de poblaciones estelares simples (SSPs) prediciendo que, para SSPs más viejas que 3 Gaños, i) la edad es un parámetro secundario, ii) los índices CaT y CaT\* de SSPs metálicas dependen básicamente de la IMF (disminuyen al aumentar la pendiente de la IMF,  $\mu$ ), y iii) el índice sTiO es un excelente indicador de metalicidad. La inclusión de estrellas de tipo M en la biblioteca estelar ha permitido predecir comportamientos inéditos como la sa-

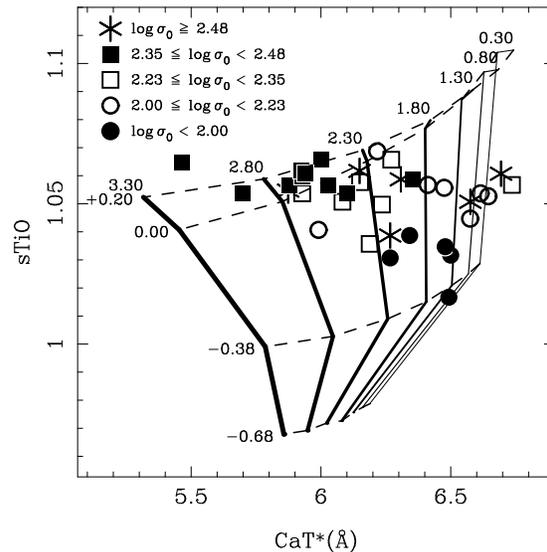


Figura 1: Diagrama metalicidad-IMF de los índices CaT\* y sTiO para 17.8 Gaños. Las líneas continuas y discontinuas indican, respectivamente, IMF constante ( $\mu = 0.30 - 3.30$  en grosor creciente) y  $[\text{Fe}/\text{H}]$  constante ( $-0.68 - +0.20$ ). Las Es se representan según su dispersión de velocidades como se muestra en el código interior.

turación –e incluso el descenso– con la metalicidad de los índices de Ca II de SSPs metálicas.

Finalmente, se ha abordado el análisis espectroscópico de una muestra de 35 Es en el nIR para las que se han medido los índices de sus partes centrales ( $2'' \times 4''$ ). CaT y CaT\* presentan una clara e inédita correlación negativa con la dispersión de velocidades ( $\sigma_0$ ), siendo positiva para los índices sTiO y MgI. La comparación con las predicciones de los modelos revela, además de un comportamiento sobreabundante del índice MgI en las Es más masivas, la imposibilidad de explicar simultáneamente los índices CaT\* y sTiO mediante variaciones de edad y metalicidad a IMF constante. Dicha inconsistencia se discute en términos de subabundancias importantes de Ca, diferencias sistemáticas entre las escalas de metalicidad de las galaxias y de los modelos, o una variación sistemática de la IMF de las Es (véase la Figura 1). En este último caso se obtiene una relación inédita  $\mu - [\text{Fe}/\text{H}] - \log \sigma_0$  de modo que las Es más masivas son, a su vez, más metálicas y exhiben una IMF más pendiente (mayor proporción de estrellas de baja masa). Puesto que argumentos teóricos sugieren que la IMF de medios metálicos debe estar sesgada hacia estrellas de baja masa, la relación anterior podría ser indicativa de una formación estelar extendida en el tiempo (no instantánea) y/o de escenarios de formación y evolución jerárquicos en los que las interacciones y el acrecimiento de galaxias más pequeñas ricas en gas habría sido un fenómeno frecuente para las Es más masivas. La formación estelar desencadenada a partir de un gas previamente enriquecido explicaría tanto el aumento de la metalicidad como la producción de estrellas menos masivas.

*Estudio espectro-fotométrico de las  
galaxias compactas azules  
UCM1612+1308 y UCM1455+2651*

Marta Cordero Gracia marta@dmae.upm.es

**Director/es:** Manuel Rego Fernández y Jesús Gallego Maestro

**Centro:** Departamento de Astrofísica, Universidad Complutense de Madrid

**Lectura:** 21 de Junio de 2002

La fotometría de UCM1612+1308 muestra un objeto de aspecto casi puntual, con un núcleo centrado que abarca prácticamente toda la galaxia. Su reducido tamaño, baja luminosidad y color muy azul junto con sus características espectroscópicas nos permite clasificarla como galaxia compacta azul (BCG).

La fotometría de UCM1455+2651 revela la existencia de dos brotes de formación estelar alineados, los Nodos B y A, recorriendo la galaxia en la dirección SE-NO. El estudio de las características espectro-fotométricas de UCM1455+2651 nos permite clasificarla también como BCG.

Los tres brotes de formación estelar estudiados, UCM1612+1308 y los Nodos A y B de UCM1455+2651, presentan una baja metalicidad ( $Z/Z_{\odot} = 1/7, 1/10$  y  $1/4$ , respectivamente). La comparación de la abundancia de oxígeno obtenida con el método estándar (calculando previamente la temperatura electrónica de la nube de gas), y con modelos de fotoionización (utilizando las líneas de oxígeno más intensas), revela, en el primer caso, la fuerte dependencia de los resultados con la línea de [OIII]  $\lambda 4363$ , fuente de incertidumbres debido, principalmente, a que sólo es observable en regiones de alta ionización, donde la  $T_e$  es ligeramente superior a la temperatura media. Este incremento en el valor de  $T_e$  se traduce en una subestimación media de 0.2 dex en la abundancia de oxígeno derivada con el método estándar respecto a la obtenida con el segundo método.

Utilizando modelos de síntesis evolutiva se puede concluir que en ambos sistemas, los brotes de formación estelar observados se formaron mediante un brote de formación estelar instantáneo hace, aproximadamente,  $4.3 \pm 0.5$  Myr para la galaxia UCM1612+1308, y de  $9.1 \pm 1.5$  Myr para el Nodo A de UCM1455+2651 y  $5.5 \pm 0.9$  Myr en el Nodo B.

UCM1612+1308 posee una gran cantidad de gas ionizado, superior a la masa de estrellas formadas en el brote, la mayoría de las cuales se encuentran todavía en fase de secuencia principal. El gas se encuentra confinado en una región relativamente grande y la temperatura efectiva del cúmulo estelar es baja, por lo que su grado de ionización no es tan elevado como cabría esperar. Aunque por su metalicidad es muy poco probable que sea una galaxia genuinamente joven, sí podemos suponer que estamos observando uno de sus primeros brotes de formación estelar intensa.

En UCM1455+2651 hay dos brotes de formación estelar con propiedades muy diferentes. Aunque el tamaño de ambos brotes es el mismo, la masa total de estrellas generadas en el Nodo A es inferior a la del Nodo B, por lo que el grado de ionización de éste último es superior. El déficit observado en el Nodo A de masa de gas ionizado junto con el hecho de que está más evolucionado y es menos metálico que el Nodo B hace suponer que ha habido una transferencia de material gaseoso que podría incluso haber sido el desencadenante de la formación del Nodo B.

Para estudiar las propiedades infrarrojas de las dos galaxias se ha desarrollado un modelo de región de formación estelar que resuelve de forma exacta la ecuación del transporte radiativo en una nube de polvo con simetría esférica, iluminada por un conjunto centrado de estrellas situado en una cavidad esférica. En los cálculos se ha tenido en cuenta el efecto de dispersión de los granos de polvo, así como los de absorción y emisión de los mismos. Los colores IRAS se pueden interpretar como variaciones en el tamaño de la nube de polvo ( $r_1/r_2$ , cociente entre los radios interior y exterior de la nube) y la profundidad óptica total hasta la fuente luminosa central ( $\tau_{uv}$ , profundidad óptica en el ultra-violeta). Este modelo es aplicable a cualquier muestra de galaxias con formación estelar.

En UCM1612+1308 se estima una profundidad óptica de  $\tau_{uv} = 1$ , basada en la extinción observada. Por otra parte, el tamaño de nube que mejor se ajusta a las observaciones en 100 y 60  $\mu m$  estaría en torno a  $r_1/r_2 = 4 \times 10^{-5}$ , lo cual implica una masa de polvo del orden de  $M_d = 55 \times 10^4 M_{\odot}$ . Así mismo, en UCM1455+2651, con  $\tau_{uv} = 5$ , el tamaño de nube que mejor se ajusta a las observaciones en 100 y 60  $\mu m$  estaría en torno a  $r_1/r_2 = 10^{-5}$ , lo cual implica una masa de polvo del orden de  $M_d = 140 \times 10^4 M_{\odot}$ .

## Estrellas de referencia por láser: estructura y dinámica de la mesosfera terrestre

Sergio Chueca Urzay

chueca@11.iac.es

**Director/es:** Jesús J. Fuensalida

**Centro:** Instituto de Astrofísica de Canarias

**Lectura:** 14 de febrero de 2002

La turbulencia atmosférica limita la resolución en las imágenes del universo obtenidas desde la superficie de la tierra, de tal modo que el poder resolutorio de un telescopio de 10 metros es idéntico al de un telescopio de unos pocos centímetros. Así es imprescindible desarrollar estrategias e instrumentos que soslayen estas limitaciones corrigiendo en tiempo real las perturbaciones atmosféricas en las imágenes astronómicas. En esta tesis nos hemos centrado en el estudio de la generación de estrellas artificiales por láser, ya sean en capas bajas (de *scattering Rayleigh*) o en la alta atmósfera (*scattering resonantes* del sodio neutro), que son esenciales para corregir los efectos indeseables de la turbulencia en las observaciones. En concreto, hemos comenzado un programa para caracterizar la capa de sodio mesosférica sobre Canarias y la propagación de láseres en la atmósfera, aspectos relevantes para establecer las especificaciones de diseño para los futuros instrumentos con Estrellas Artificiales por Láser (LGS) que se instalen en los observatorios de Teide y del Roque de los Muchachos.

La estrella de referencia en sodio se crea en una capa de este elemento situada a 90 km sobre la superficie y con una anchura de 10 km. Se ha revisado el conocimiento actual de los procesos mesosféricos interrelacionados con la misma: ondas de gravedad, capas esporádicas de sodio, aporte meteorítico de metales. Hemos estudiado la abundancia del sodio durante el día a partir de medidas espectroscópicas solares, obteniendo las primeras medidas de abundancia de sodio diurno en el Observatorio de Teide (ver Figura 1). Hemos verificado la importancia de la contaminación de líneas de agua en las cercanías de la línea del sodio. La presencia de vapor de agua puede afectar a la generación de la estrella de referencia al influir en la intensidad de la turbulencia y la absorción.

Presentamos el desarrollo y optimización de todo el equipamiento necesario para la generación de estrellas por láser con el experimento IAC80-OGS. En este campo, hemos establecido los procedimientos para la medida de *scattering Rayleigh* en las longitudes de onda del potasio y del sodio. Para ello, hemos utilizado dos láseres bombeados por otro de Argón: (1) Titanio-Zafiro (sintonizable en la línea de potasio), y (2) de colorante (sintonizable en la línea de sodio). El láser de colorante permite excitar la capa de sodio y obtener información acerca de la abundancia columnal y del perfil en altura. Otro de los aspectos fundamentales para

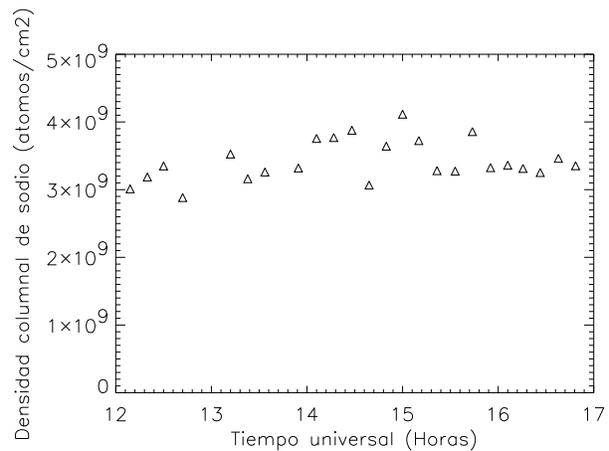


Figura 1: Variación de la abundancia de sodio sobre el Observatorio del Teide a partir de datos espectroscópicos solares medidos el 14 de septiembre de 1999 con el Vacuum Tower Telescope (VTT).

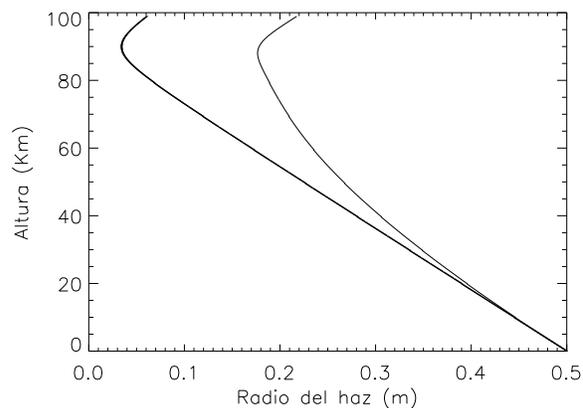


Figura 2: Propagación de un haz láser en el vacío y en las condiciones habituales en los observatorios de Canarias, encontrando un radio real de la estrella de referencia de 0.21 cm cuando lanzamos con un telescopio de 1 metro de diámetro.

optimizar la eficiencia es el control de la focalización del haz, es decir, concentrar la energía en la región más pequeña posible en la mesosfera. Para familiarizarnos con el problema hemos calculado a partir de medidas del perfil de turbulencia sobre el Observatorio del Roque de los Muchachos el tamaño angular de la estrella de referencia y su magnitud (ver Figura 2). También se ha llevado a cabo un estudio de la propagación real del láser utilizando el experimento IAC80-OGS, donde focalizamos el haz láser a distintas alturas en la atmósfera para posteriormente observar varios de los efectos de la turbulencia atmosférica en la propagación hacia la mesosfera del láser: emborronamiento térmico, turbulencia y aberraciones ópticas.

## *Estudio estadístico de la formación estelar en el universo local*

César Enrique García Dabó    `ceg@astrax.fis.ucm`

**Director/es:** Manuel Rego Fernández y Jesús Gallego Maestro

**Centro:** Departamento de Astrofísica, Universidad Complutense de Madrid

**Lectura:** 9 de mayo de 2000

La presente tesis ha basado su estudio en la búsqueda de galaxias con formación estelar en el universo local mediante la técnica de prisma-objetivo y el posterior análisis de sus propiedades estadísticas.

En primer lugar se ha aplicado, por primera vez, un método automático de búsqueda de objetos con líneas de emisión a un conjunto de placas fotográficas. Estas forman parte de la exploración UCM de galaxias con formación estelar. El resultado ha sido la obtención de 113 candidatos a objetos con líneas de emisión, lo que constituye la lista 3 de la exploración UCM. El posterior seguimiento espectroscópico de un 81% de la muestra ha confirmado la emisión de un 79% de los candidatos, mostrando propiedades similares a los de las listas 1 y 2, aunque con un mejor muestreo de galaxias débiles y mayor porcentaje de galaxias tipo BCD debido a la mayor sensibilidad de detección del método automático.

Por otra parte se ha desarrollado un nuevo método de reducción y análisis de imágenes prisma-objetivo y búsqueda de objetos con líneas de emisión especialmente diseñado para detectores de tipo CCD. Este paquete, llamado OPERA, implementa algoritmos que han demostrado su eficacia mediante simulaciones desarrolladas para este proyecto. También se calculan parámetros físicos de los candidatos tales como magnitudes, tamaños, anchuras equivalentes, flujos de la línea de emisión y desplazamientos al rojo. Además se hace un seguimiento especial de los errores durante el análisis, de modo que se proporcionan errores a los parámetros físicos.

Otra parte del trabajo importante de esta tesis ha sido el diseño de la exploración UCM-CIDA-YALE. Su propósito es la obtención de una muestra estadísticamente significativa de galaxias con formación estelar en el universo local para calcular su función de luminosidad y distribución espacial. Para tal fin se ha usado el telescopio Schmidt del observatorio Llano del Hato en Venezuela junto con un prisma objetivo y la cámara YIC, compuesta por un mosaico de 4x4 CCDs. Se ha diseñado un filtro H $\alpha$  específico para esta exploración que permite obtener imágenes más profundas.

En la tesis se exponen los resultados de la primera fase del proyecto UCM-CIDA-YALE en la que se han observado 317 grados cuadrados registrados en 4000 imágenes que se han analizado para obtener una muestra de 187 candidatos. Para esta muestra se han medido las propiedades estadísticas de distribución de los

parámetros y mediante el uso de simulaciones se ha determinado la función de selección del sistema. Ésta representa de una manera objetiva los diferentes efectos de selección de la muestra. El uso de la función de selección ha permitido obtener estimaciones no sesgadas de los parámetros estadísticos. Así mismo, se ha demostrado que la falta de galaxias de baja anchura equivalente en comparación con otras muestras se debe al efecto negativo del seeing de las imágenes, que de media estuvo en 3''5

Las características peculiares de la muestra en cuanto a complicados efectos de selección y errores observacionales grandes ha hecho necesario el desarrollo de un nuevo método de cálculo de distribuciones estadísticas, y en particular de la función de luminosidad en H $\alpha$ . Este nuevo método se basa en los métodos de máxima verosimilitud como STY o SWML, pero al contrario que estos, incorpora cinco nuevas mejoras:

- Permite tener en cuenta los efectos de selección de forma cuantitativa mediante la inclusión de la función de selección en el cálculo de función de verosimilitud.
- Tiene en cuenta los errores observacionales en los parámetros que influyen en el cálculo de la luminosidad de la línea.
- Permite calcular la normalización dentro del propio método de máxima verosimilitud.
- Combina submuestras en el cálculo global de una sola función de luminosidad. Cada una de las submuestras puede tener sus propios efectos de selección y provenir de exploraciones diferentes.
- Está adaptado para calcular funciones de luminosidad de exploraciones prisma-objetivo así como a otro tipo de exploraciones comunes como imágenes profundas o exploraciones de desplazamientos al rojo fotométricos.
- Proporciona errores en los parámetros estimados.

Mediante dicho método y utilizando la función de selección proporcionada por las simulaciones, se ha calculado la función de luminosidad en H $\alpha$  en el universo local, obteniéndose los parámetros

$\alpha = -1.21$ ,  $L^* = 10^{35.0}$  W,  $\Phi^* = 10^{-3.90}$  Mpc $^{-3}$  según una parametrización de Schechter.

Esta función de luminosidad es similar a la obtenida por la muestra UCM, aunque la densidad de objetos es notablemente menor debido a la falta de galaxias con anchuras equivalentes por debajo de 80Å.

*La población estelar de cúmulos abiertos jóvenes. Un estudio fotométrico y espectroscópico*

Amparo Marco Tobarra amparo@astronomia.disc.ua.es

**Director/es:** Guillermo Bernabeu Pastor

**Centro:** Dpto. de Astronomía y Astrofísica, Universidad de Valencia

**Lectura:** 15 de julio de 2002

El objetivo de este trabajo de Tesis Doctoral es determinar los parámetros físicos (enrojecimiento interestelar, distancia y edad) de 3 cúmulos abiertos jóvenes: h Persei,  $\chi$  Persei y NGC 1893 y estudiar la población de estrellas que se puede encontrar en los mismos para poder contrastar las teorías de formación estelar con hechos observacionales. En particular, se ha identificado la población de estrellas masivas en cada uno de los cúmulos y se han analizado las épocas de formación.

Se presenta fotometría  $uvby\beta$  de 350 estrellas que pertenecen al doble cúmulo abierto h Persei y  $\chi$  Persei y se calcula un enrojecimiento y una distancia para ambos consistentes con la idea de que ambos cúmulos se encuentran a la misma distancia ( $V_0 - M_V = 11.6 \pm 0.2$ ) y tienen el mismo enrojecimiento. Este resultado, basado en una fotometría que alcanza magnitudes más débiles y que incluye un número mayor de estrellas, termina con un largo debate confirmando que ambos cúmulos se originaron en la misma región. Sin embargo, las edades de los cúmulos son diferentes. En h Persei se observan dos ramas que se ajustan a las isocronas  $\log t = 7.0$  y  $\log t = 7.3$ , estando las estrellas más masivas en la isocrona de edad más joven. En  $\chi$  Persei la dispersión de edades es despreciable, ajustándose todas las estrellas a una isocrona en el intervalo de  $\log t = 7.10 - 7.15$ . Estos resultados favorecen la idea de que ambos cúmulos se encuentran en la misma región de formación estelar en la que al menos 3 épocas distintas de formación estelar han ocurrido. El intervalo de edades en que se observa este hecho es aproximadamente de  $10^7$  años, lo que indica que el proceso de formación estelar en esta región del brazo de Perseo ha sido lento (Marco & Bernabeu 2001, A&A 372, 477).

Se presenta fotometría  $uvby\beta$  de 114 estrellas en la zona del cúmulo abierto NGC 1893. Se han identificado 50 estrellas miembros, de las cuales 40 son estrellas de tipo espectral B. Se obtiene un valor de enrojecimiento  $E(b-y) = 0.33 \pm 0.03$ . En este cálculo no se han incluido los valores más altos de enrojecimiento observados en unas pocas estrellas que se encuentran en una zona del cúmulo afectada de extinción local.

Se obtiene  $V_0 - M_V = 13.9 \pm 0.2$ , que representa un valor superior al obtenido en anteriores trabajos. Este pequeño cambio en la distancia sitúa al cúmulo a una distancia de  $6.0 \pm 0.5$  kpc, lo que hace bastante improbable su pertenencia a la asociación Aur OB2.

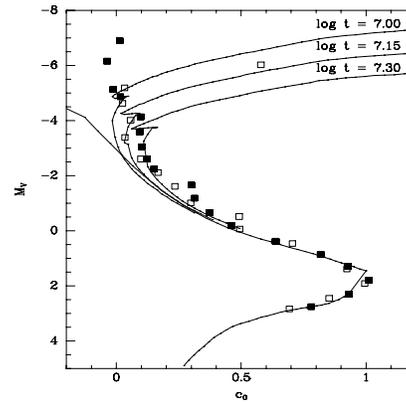


Figura 1: Diagrama que representa  $M_V/c_0$  para los miembros de h y  $\chi$  Persei. La línea sólida representa la secuencia principal de edad cero de Perry et al. (1987). Tres isocronas que corresponden a edades  $\log t = 7.0, 7.15, 7.30$  están señaladas. Los puntos corresponden a la media tomada cada intervalo de media magnitud. Los cuadrados negros son valores de h Persei y los cuadrados blancos de  $\chi$  Persei.

Se ha hecho un estudio espectroscópico de estrellas que presentan alguna peculiaridad y se han encontrado seis estrellas con líneas de emisión que han sido identificadas como estrellas pre-secuencia principal (PSP) con tipos espectrales desde B0 hasta F tardío. Dos de estas estrellas de tipo espectral B tienen características típicas de estrellas Herbig Be y de la determinación de sus tipos espectrales se deduce que se encuentra entre las más masivas que se conocen. El espectro de la otra estrella B es más similar al de una estrella Be (Marco, Bernabeu & Negueruela 2001, AJ 121, 2075).

La presencia de estrellas PSP masivas sugiere que otros objetos de este tipo pueden estar presentes en el cúmulo, especialmente a magnitudes más débiles que las observadas aquí. Posteriormente, se realizó un estudio espectroscópico de objetos que se encontraban fuera de la secuencia principal del cúmulo en los diagramas fotométricos. Aunque ninguna otra estrella con líneas de emisión apareció, sí que se detectaron objetos con magnitudes y tipos espectrales candidatos a ser estrellas PSP con líneas de absorción. La detección de estrellas Herbig Be, que tienen tiempos de contracción a la secuencia principal muy cortos, indican que la formación estelar en el cúmulo tiene que estar todavía activa. Como las estrellas de tipo espectral B intermedio ya han alcanzado la secuencia principal, la presencia de estrellas Herbig Be sugiere que el período de formación estelar ha continuado después. (Marco & Negueruela 2002, A&A 393, 195)

En este trabajo se ha seleccionado un nuevo conjunto de estrellas estándares en el sistema fotométrico  $uvby\beta$  para el estudio de cúmulos moderadamente enrojecidos que ha funcionado correctamente. También se ha demostrado que la combinación de la fotometría y la espectroscopía es una herramienta potente para el estudio de las poblaciones de cúmulos abiertos.

## *Oscillations in solar coronal structures: data analysis and modelling*

Jaume Terradas Calafell      jaume@hubble.uib.es

**Director/es:** Ramón Oliver, José Luis Ballester

**Centro:** Universitat de les Illes Balears

**Lectura:** 22 de noviembre de 2002

El objetivo primordial de este trabajo ha sido el estudio de oscilaciones en estructuras coronales solares. En particular se han analizado oscilaciones en protuberancias, bucles y arcadas coronales desde dos puntos de vista muy distintos, el observacional y el teórico. Con esta tesis se ha intentado contribuir al desarrollo de la denominada *sismología coronal*.

En primer lugar se ha realizado un análisis espacial y temporal de las oscilaciones en una protuberancia solar a partir de series temporales de mapas bidimensionales de velocidad Doppler. El análisis ha mostrado claramente la existencia de oscilaciones que se propagan en dicha estructura. Además se ha detectado un fuerte atenuamiento de la velocidad Doppler con el tiempo, cuyos valores están entre dos y tres veces el periodo característico, situado alrededor de 75 min. Por primera vez en el estudio de oscilaciones en protuberancias se han podido construir mapas bidimensionales de la distribución de las amplitudes de oscilación, longitud de onda y velocidad de fase de las oscilaciones (véase Figura 1). Estos mapas han permitido detectar y analizar una región en la cual las ondas se propagan de forma anisotrópica, sugiriendo un efecto de guiado producido probablemente por el perfil de densidad y campo magnético en esa zona.

En segundo lugar se ha estudiado la posible aplicación de dos técnicas utilizadas en otros campos de la física al estudio de ondas en la corona solar. La primera técnica utilizada es el *Empirical Mode Decomposition* (EMD) que permite descomponer una serie temporal en sus escalas de tiempo características incluso aunque la serie temporal no sea estacionaria. La segunda técnica empleada es el *Complex Empirical Orthogonal Function* (CEOF) siendo una herramienta similar al análisis de componentes principales con la peculiaridad que permite identificar y analizar ondas estacionarias o que se propagan. La aplicación de ambas técnicas al análisis de oscilaciones en intensidad de un bucle coronal ha revelado la existencia de dos periodicidades distintas. La primera se encuentra alrededor de 5 min. y corresponde a la propagación de ondas a lo largo del bucle desde su pie. Esta oscilación puede ser interpretada como una onda magnetoacústica lenta ya que en primer lugar su velocidad de fase (alrededor de  $100 \text{ km s}^{-1}$ ) es similar a la del sonido en la corona solar y en segundo lugar la polarización de las fluctuaciones, a lo largo del campo magnético, se corresponde con las propiedades características de los modos lentos. El otro periodo

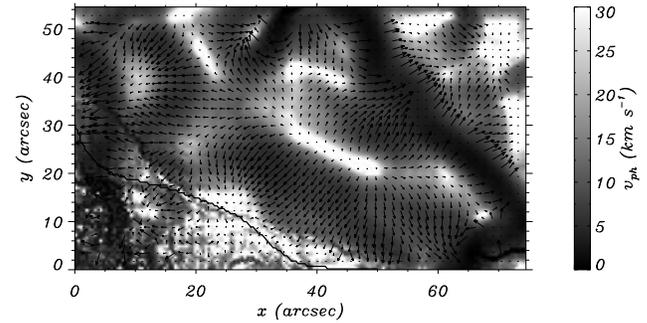


Figura 1: Velocidad de fase en una protuberancia solar. El campo vectorial representa los vectores de onda asociados a la propagación de las oscilaciones.

dominante detectado es de 11 min. y está localizado en estructuras muy localizadas a lo largo del bucle coronal sugiriendo de manera indirecta la existencia de estructura fina.

Por otra parte, en base a los resultados obtenidos en el estudio de la protuberancia, se ha investigado el atenuamiento temporal de la velocidad Doppler desde un punto de vista teórico. Incluyendo en la ecuación de energía un término radiativo del tipo ley de enfriamiento de Newton se han estudiado los efectos de este mecanismo de disipación radiativa en los modos de oscilación de los modelos de protuberancia solar de Kippenhahn-Schlüter y Menzel. Entre otros resultados, se ha encontrado que los modos lentos pueden mostrar un fuerte atenuamiento con el tiempo debido al mecanismo de disipación, mientras que por el contrario los modos rápidos no se ven prácticamente afectados. Cabe destacar que los valores del tiempo de atenuamiento obtenidos a partir del modelo teórico para el modo lento están en buena concordancia con los valores determinados observacionalmente.

Finalmente, en la tesis se han analizado también los modos de oscilación rápidos en una arcada coronal no potencial en la que se ha incluido el efecto de la gravedad. Los resultados muestran que para el equilibrio magnetohidrostático considerado, la estructura espacial de los modos rápidos calculados está fuertemente condicionada por el perfil de la velocidad de Alfvén con la altura. En particular, si la velocidad de Alfvén aumenta a medida que nos alejamos de la fotosfera, los modos rápidos pueden estar confinados cerca de ésta, hecho que los hace ser buenos candidatos a ser detectados observacionalmente. Por otra parte, cuando la velocidad de Alfvén decrece con la altura los modos no están confinados y muestran una tendencia a escapar hacia el exterior de la corona solar, haciendo más difícil su posible detección.

## *Discovery and study of the microquasar LS 5039 and a search for new microquasars*

Marc Ribó Gomis

mríbo@am.ub.es

**Director/es:** Josep M. Paredes Poy

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

**Lectura:** 11 de noviembre de 2002

Los microcuásares son estrellas binarias de rayos X con emisión radio producida en chorros relativistas. Apenas se conocen 15 de estos sistemas en nuestra galaxia, y cada uno de ellos ha permitido profundizar en el estudio de los fenómenos de acreción/eyección que tienen lugar alrededor de objetos compactos. Estos dos hechos motivaron esta tesis doctoral, que tenía como finalidad descubrir nuevos microcuásares.

En la primera parte de la tesis se explica como descubrimos el microcuásar LS 5039, una binaria X masiva de tipo espectral O6.5V((f)), así como la realización posterior de un estudio en profundidad. La técnica utilizada para descubrir este microcuásar, fue innovadora, y consistió en la búsqueda, en catálogos ya existentes, de contrapartidas radio de estrellas binarias de rayos X. Una vez descubierta la emisión radio de LS 5039 en el catálogo NVSS, realizamos observaciones interferométricas con el VLA, que permitieron confirmar que se trataba de una binaria de rayos X con emisión radio no térmica. Posteriormente, realizamos observaciones interferométricas de muy larga base con el VLBA, que permitieron descubrir chorros relativistas en este sistema (ver Fig. 1), hecho que propició su inclusión en el reducido grupo de microcuásares.

A continuación realizamos un estudio multilongitud de onda. En el dominio radio se confirmó la naturaleza persistente de los chorros relativistas en este microcuásar gracias a observaciones con la EVN y con MERLIN. En el óptico se realizaron observaciones con el telescopio de 1.5 m del OAN y con el INT, de 2.5 m, y se analizaron observaciones ya existentes, lo cual permitió establecer una distancia al sistema binario de  $2.9 \pm 0.3$  kpc y confirmar algunos de los parámetros orbitales propuestos por otros autores, como el período de  $\sim 4$  días. En el rango de los rayos X se estudió el espectro gracias a observaciones propias con RXTE y BeppoSAX y se comprobó que el sistema no presenta eclipses de rayos X. Finalmente, en el dominio de los rayos gamma de alta energía, se descubrió una posible contrapartida de entre las fuentes no identificadas del tercer catálogo del detector EGRET. Con todos estos datos hemos propuesto un escenario y un modelo para explicar el comportamiento multilongitud de onda de LS 5039, según el cual la emisión en rayos gamma tendría lugar como resultado de la dispersión Compton inversa de los fotones UV de la estrella compañera por parte de los electrones relativistas del jet, que más tarde darían lugar a la emisión radio sincrotrón.

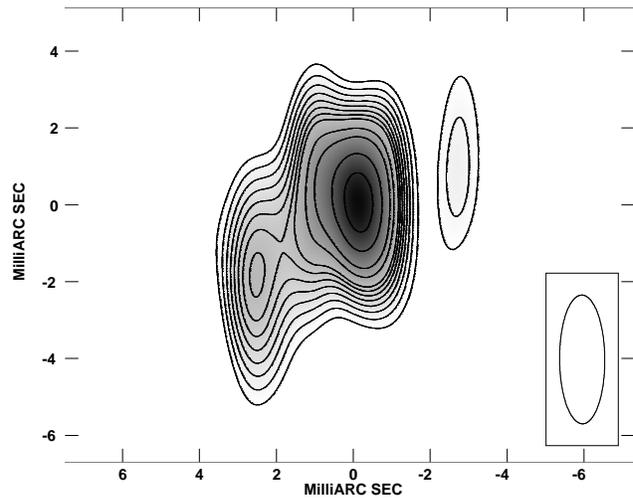


Figura 1: Imagen del microcuásar LS 5039, obtenida con el VLBA a una frecuencia de 5 GHz, que muestra un chorro bipolar que emerge de una fuente central. La asimetría en la densidad de flujo de los chorros, y en su distancia proyectada a la fuente central, implica una velocidad superior a  $0.15c$ , confirmando su naturaleza relativista.

Por otro lado, se obtuvo la velocidad espacial del sistema binario, que es de  $\sim 150$  km s $^{-1}$ , lo cual permitió trazar su órbita galáctica en el pasado y discutir acerca de la explosión de supernova que dio lugar al objeto compacto en este microcuásar.

En la segunda parte de la tesis se explica la técnica que desarrollamos para descubrir nuevos microcuásares, consistente en el cruce sistemático de catálogos del cielo a distintas longitudes de onda (en rayos X, radio y óptico). Concretamente se utilizó el ROSAT All Sky Bright Source Catalog en rayos X, el NRAO VLA Sky Survey en radio, el Digitized Sky Survey en óptico y las bases de datos SIMBAD y NED. En particular, realizamos una búsqueda de objetos entre  $-5$  y  $+5$  grados de latitud galáctica, y con una declinación superior a  $-40$  grados. Al final de este proceso se obtuvo un conjunto de 17 objetos, 4 de los cuáles eran microcuásares ya conocidos. De los 13 objetos restantes 8 fueron considerados prioritarios, de entre los cuales realizamos observaciones de 6 de ellos. En concreto, obtuvimos posiciones precisas en radio con el VLA, que permitieron descubrir contrapartidas ópticas para todos ellos con el telescopio de 2.2 m del CAHA, así como espectros radio, que permitieron profundizar en el conocimiento de las fuentes. Finalmente se realizaron observaciones de estas fuentes utilizando interferometría de muy larga base con la EVN y con MERLIN, lo cual permitió el estudio de su morfología a escalas de milésimas de segundo de arco. Al final de todo este estudio se concluye que dos de las fuentes son firmes candidatos a microcuásares en nuestra galaxia, tres son candidatos menos firmes y la fuente restante es un cuásar. En conclusión, el fenómeno de los microcuásares podría ser más común de lo que hasta ahora se había considerado.

## Reseñas de libros

### *Tormentas en el espacio*

**Autor/es:** John W. Freeman  
**Editorial:** Cambridge University Press  
**Páginas:** 144    **ISBN:** 84-8323-305-3  
**Precio:** 16.50 euros



*Tormentas en el espacio* ofrece una síntesis breve, pero completa y variada, sobre la física helioterrestre (*Sun-Earth physics*), la disciplina que en ocasiones recibe el nombre informal de “meteorología espacial” y que se encarga del estudio de las interacciones entre el viento solar, el campo magnético interplanetario, el campo magnético terrestre y los cinturones de radiación atrapados en este último (la magnetosfera terrestre).

Pudiera parecer que todo eso del viento solar y la magnetosfera terrestre es un tema especializado sin interés para el público general. Pero no es así: la conquista del espacio y los avances en la tecnología de la energía y las telecomunicaciones hacen que la física helioterrestre concierna cada vez más a todo el mundo. Entre los asuntos cotidianos relacionados con la física helioterrestre se encuentran las auroras polares, la seguridad de los astronautas en sus hazañas espaciales, la integridad de las líneas de distribución de energía eléctrica, la fiabilidad de los sistemas de posicionamiento global por satélite, las telecomunicaciones via satélite (televisión, teléfono, etc.)... Todos estos efectos de la interacción Sol-Tierra sobre la vida cotidiana muestran una incidencia que depende de la actividad solar. Cuando se produce una perturbación solar intensa en el lugar adecuado de nuestra estrella, los efectos sobre la magnetosfera terrestre pueden llegar a ser tan potentes que se habla de tormentas geomagnéticas.

John W. Freeman explica los conceptos elementales de la física helioterrestre, las tormentas geomagnéticas, el estudio de estos fenómenos desde el espacio (con satélites) y desde la Tierra (auroras polares), y debate las posibilidades de predecir las tormentas geomagnéticas y paliar sus efectos.

El texto está elaborado con un estilo ágil y un nivel comprensible por el público general. Los capítulos breves, la referencia a casos prácticos (reales o hipotéticos) y la explicación de conceptos y procesos físicos mediante analogías, hacen el libro fácil de leer. Considero un gran acierto el haber incluido un apéndice matemático en el que ofrece una visión más profunda de los conceptos científicos fundamentales, a un nivel semejante al del último curso de bachillerato, o primeros cursos de universidad (los diagramas de este apéndice se parecen mucho a los de los libros de física general, y lo mismo puede decirse de las fórmulas empleadas). Este apéndice ofrece un primer contacto con el análisis científico para lectores a los que llegue a interesar el contenido del texto (parte divulgativa del libro) y, además, puede servir a estudiantes de ciencia en cursos elementales para aplicar conceptos básicos de electromagnetismo a ejemplos diferentes y novedosos, más allá de las espiras y los imanes que pueblan los libros de texto habituales.



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

Secretaría: [secretaria@sea.am.ub.es](mailto:secretaria@sea.am.ub.es)  
Teléfono: 93-4021125

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