Boletín

Sociedad Española de Astronomía

ISSN 1575-3476
Depósito legal M-18326-1999
Número 8, julio 2002

Contenidos

Editorial **1**

Una perspectiva de la instrumentación solar en España **2**
Valentín Martínez Pillet
José Antonio Bonet Navarro

El nuevo radiotelescopio de 40 m del Centro Astronómico de Yebes (CAY) **11**
Jesús Gómez González

El Gran Telescopio Canarias: el avance es visible, aunque no exento de retrasos **15**
J. Miguel Rodríguez Espinosa
Pedro Alvarez Martín

MIPS, el fotómetro de imagen multibanda para SIRTF: El instrumento y su ciencia **18**
Almudena Alonso Herrero

Chorros relativistas de origen estelar: los microcuásares **22**
Josep Maria Paredes Poy
Josep Martí Ribas

Eyecciones colimadas en las nebulosas planetarias **36**
Luis F. Miranda

Tesis doctorales **43**

La formación de estructuras en el Universo: nuevas pistas en el espectro de fluctuaciones y en la función de correlación de tres puntos 43
José Jerónimo Barriga Carrasco

El origen del calentamiento y la química de las nubes del centro galáctico 44
Nemesio J. Rodríguez Fernández

Reseñas de libros **45**

Statistics of the Galaxy Distribution 45
Eduard Salvador Solé

Curso de Astronomía 45
Francesca Figueras Siñol

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

Editorial

Un corto editorial para uno de los números mas poblados de contribuciones del Boletín de la SEA. Además de los dos interesantes artículos de revisión, este ejemplar contiene información acerca de la instrumentación solar presente y futura disponible para los Astrónomos españoles -¡con perspectivas fascinantes!-, el nuevo radiotelescopio de 40 metros del Centro Astronómico de Yebes, y MIPS, el fotómetro de imagen multibanda para *SIRTF* (Space InfraRed Telescope Facility). Contamos también con el ya tradicional artículo acerca del estatus del GTC y un par de resúmenes de tesis doctorales (... los editores creen que son demasiado pocos, ¿está sucediendo algo en cuanto al número de tesis doctorales defendidas en los últimos meses?), además de las reseñas de los libros.

Sin duda el acto central que aglutinará a la mayoría de los Astrónomos españoles este año, es la V Reunión Científica de la SEA que se celebrará en Toledo del 9 al 13 de septiembre de 2002. A la hora de cerrar esta edición hay 215 participantes inscritos, alrededor de 130 peticiones de contribuciones orales, y 70 pósters. Los Comités Organizadores están poniendo todo su esfuerzo en intentar garantizar el éxito de la Reunión y nos consta que están agradecidos por el interés entusiasta que los participantes, juniors y numerarios, han mostrado por acudir y presentar sus resultados. La información actualizada sobre la Reunión se irá mostrando en `http://www.ucm.es/info/sea5`.

¡Esperamos que disfrutéis con este número! Hasta dentro de unas semanas en Toledo.

Los editores

Una perspectiva de la instrumentación solar en España

Introducción histórica

Las instalaciones europeas más importantes para la observación del Sol estan ubicadas en las Islas Canarias: Observatorio del Teide (OT) en Tenerife y Observatorio del Roque de los Muchachos (ORM) en La Palma.
`http://www.iac.es/gabinete/oteide/ot.html`
`http://www.iac.es/gabinete/orm/orm.htm`
Ambos observatorios estan regulados por los Acuerdos Internacionales en Materia de Astrofísica, a través de los cuales España dispone del 20% del tiempo de observación en cada una de las instalaciones, más el 5% compartido en programas de cooperación internacional. Dichos acuerdos encomiendan la gestión y administración de los observatorios al Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC) en donde a lo largo de las últimas décadas se ha formado entre otros, un nutrido grupo de física solar. Los telescopios solares de Canarias estan equipados con instrumentación variopinta de avanzada tecnología que se describirá en este artículo. El futuro se presenta muy prometedor en cuanto a la construcción de nuevos telescopios solares y en cuanto a la participación española en proyectos espaciales en los que ya estamos implicados.

La historia de estas instalaciones se remonta a finales de los años 60 cuando, en base a la ya probada calidad del cielo canario, se decidió la construcción en el Macizo del Teide (Izaña, emplazamiento del actual OT), de una Torre de 12 metros de altura con cúpula de 5 metros de diámetro, que albergaría un pequeño refractor de la Serie Razdow diseñado para patrullar la actividad solar, y del mismo tipo que los utilizados en las Estaciones de Seguimiento de NASA durante el Proyecto Apolo. El instrumento constaba de dos canales ópticos, uno para Hα y otro para luz blanca, de 25 y 15 cm de apertura respectivamente, ambos utilizando soporte fotográfico para registro de imágenes. Durante los años 1971-72 se obtuvo una excelente colección de imágenes que resultó ser, a la postre, de gran valor testimonial sobre la calidad del cielo en las Canarias.

El sueño de la Astrofísica solar europea por aquella época era encontrar un lugar idóneo para la observación del Sol y subsecuentemente construir telescopios solares de la clase de 1 metro en una primera etapa, y de clase superior a más largo plazo. Para la consecución de estas metas, en 1968 se fundó JOSO (*Joint Organization for Solar Observations*) cuya acta de constitución la firmaron los siguientes astrónomos solares: C. de Jager (Utrecht, Holanda), K.O. Kiepenheuer (Freiburg, Alemania), Gódoli (Catania, Italia), P. Maltby (Oslo, Noruega), R. Michard (Meudon, Francia), J. Rösch (Pic du Midi, Francia), E.H. Schröter (Göttingen, Alemania), J.O. Stenflo (Lund, Suecia) y M. Waldmeier (Zürich, Suiza). Con el patrocinio de JOSO se inició una amplia campaña de prospección en 55 lugares de Europa, al principio principalmente en el área mediterránea y posteriormente en la atlántica (Islas Salvajes y Canarias).

Tabla 1: Telescopios solares en las Islas Canarias

Tel.	Obs.	Ø (cm)	País propietario	Año
VNT	OT	40	Alemania	1972
SVST	ORM	50	Suecia	1986
GCT	OT	45	Alemania	1987
VTT	OT	60-70	Alemania	1989
THEMIS	OT	90	Francia-Italia	1992
DOT	ORM	45	Holanda	1999

En el congreso de JOSO–1969, el Dr. J. Casanovas que por entonces lideraba el incipiente grupo solar de Tenerife, invitó al Prof. Kiepenheuer a visitar las Islas; su visita se hizo efectiva el 20 de Febrero de 1971 y a resultas de ella se comenzó una campaña de prospección en Tenerife que luego se extendería a las islas de Alegranza y La Palma. Las primeras evaluaciones de calidad atmosférica se hicieron con imágenes del Razdow y mediante sondeos meteorológicos y medidas de fluctuaciones de temperatura utilizando sensores óhmicos de rápida respuesta instalados en postes fijos, torres de repetidores de TV, globos y aviones de las fuerzas aereas alemanas. Los prometedores resultados hicieron recomendable la sustitución del Razdow por un telescopio mayor y al vacío: el *Vakuum Newton Teleskop* (VNT) de 40 cm de abertura que desde Junio de 1972 sigue operando hoy en día en el desarrollo de programas científicos de larga duración. Las prospecciones iniciadas en 1972 culminaron en 1979 con una campaña masiva de medidas comparativas entre dos sitios específicos: Tenerife y La Palma. Aunque su objetivo inmediato era decidir el emplazamineto final de los telescopios alemanes, también participaron otros países de JOSO y, en particular, el grupo español desempeñó un papel muy relevante. Los resultados de esta campaña se materializaron en la subsecuente instalación de telescopios en ambos observatorios, OT y ORM, que en orden cronológico figuran en la Tabla 1.

El proyecto de los astrónomos de los años 60, de construir telescopios solares de clase superior a un metro fue retomado en 1980 con la creación de la Fundación LEST (*Large Earth-based Solar Telescope*) para la construcción de un telescopio de 2.5 m de apertura, el más grande concebido hasta entonces para observación solar. El telescopio estaría libre de polarización instrumental y en su desarrollo técnico se introduciría un nuevo concepto: su tubo principal, en lugar de vacío, trabajaría relleno de helio para compensar la presión ejercida por la atmósfera sobre la ventana de entrada. Esta Fundación, localizada administrativamente en Suecia, estaba constituida, al principio, por los siguientes países: Alemania, Israel, Italia, Noruega, Suecia y

Suiza, a los que en 1986 se unieron Estados Unidos y España. En Enero de 1990 y tras una campaña de prospección se tomó la decisión de instalar el telescopio LEST en La Palma. En Octubre del mismo año fue aprobado su diseño óptico y partir de entonces comenzó el desarrollo de la insrumentación post-foco y de la óptica activa. Sin embargo, diferentes problemas financieros y de carácter político hicieron que el proyecto se estancara y finalmente se disolviera hacia finales de los años 90. Sin embargo, el LEST dejó sedimento y se puede considerar como la semilla de dos grandes proyectos que hoy en día estan en marcha: el telescopio alemán Gregor y el telescopio americano ATST.

El Laboratorio de Sismología Solar

`http://www.iac.es/gabinete/oteide/labsolar/labsolar.htm`

En 1975, a raíz de la visita a Tenerife de los científicos J. R. Brookes, G. R. Isaak y H. B. van der Raay, se estableció una fructífera cooperación con la Universidad de Birmingham (Reino Unido) en el estudio de las oscilaciones solares. Así, se instaló en el Observatorio del Teide el primer espectrómetro de *scattering* resonante en el mundo que trabajaba de forma regular. Este fué el inicio del desarrollo de un grupo de astrofísicos españoles en el campo de las oscilaciones solares, y de la creación del llamado Laboratorio de Sismología Solar (edificio piramidal en el Observatorio del Teide) en el que hoy en día se concentra una amplia variedad de instrumentos como consecuencia de la diversificación de objetivos de estudio en el grupo y de su participación en diversas Redes Internacionales de medida. A continuación describimos dichos instrumentos.

- MARK-I: Espectrofotómetro de scattering resonante en la línea del potasio λ7699 Å. Usa luz integral con sensibilidad a modos de bajo ℓ ($\leq$3). Pertenece a la Red BiSON (*Birmingham Solar Oscillation Network*) con nodos en: Mount Wilson (California), Las Campanas (Chile), Birmingham (UK), Observatorio del Teide (Tenerife), Sutherland (Sudáfrica), Carnarvou (Australia occidental) y Narrabri (Australia oriental).
  `http://bison.ph.bham.ac.uk`

- TON: Telescopio que toma imágenes solares del disco entero cada minuto, con una CCD de 1100×1100 pix, en la línea K de Ca II. Sismología de alto grado y sismología local, hasta grados ℓ ∼1000. Forma parte de la Red TON (*Taiwan Oscillation Network*) con nodos en Big Bear (California), Observatorio del Teide (Tenerife), Tashkent (Uzbekistán), Beijing (China).
  `http://ton.phys.nthu.edu.tw`

- GONG: Interferómetro Michelson (línea del Ni), que toma imágenes del disco entero en intensidad y velocidad así como magnetogramas. Hasta hace un año usaba una cámara CCD de 500×500 pix. A finales del 2002 se habrá completado el cambio en todas las estaciones a CCD's de 1000×1000 pix. Sismología de alto grado y sismología local. Las estaciones de GONG (*Global Oscillations Network Group*) son: Mauna Loa (Hawaii), Big Bear (California), Udaipur (India), Cerro Tololo (Chile), Observatorio del Teide (Tenerife), Learmonth (Australia occidental).
  `http://www.gong.noao.edu`

- ECHO: Filtro magneto-óptico (MOF) que toma imágenes del disco entero con una CCD de 512×512 pix en la línea del potasio. Intensidad y velocidad. Sismología de grado intermedio-alto. Los nodos de la red ECHO (*Experiment for Coordinate Helioseismic Observations*) son: Mauna Loa (Hawaii) y Observatorio del Teide (Tenerife).
  `http://www.hao.ucar.edu/public/research/mlso/LowL/lowl.html`

- STARE: Fotometría con CCD de alta precisión para la búsqueda de tránsitos planetarios extrasolares y astrosismología. Telescopio Schmidt (F/2.9) con CCD de 2000×2000 pix. 5.7deg de campo. El proyecto STARE (STellar Astrophysics & Research Exoplanets) lo componen dos estaciones: Boulder(HAO) (Colorado) y Observatorio del Teide (Tenerife).
  `http://www.hao.ucar.edu/public/research/stare/stare.html`

El grupo de heliosismología del IAC participó en el instrumento GOLF y el radiómetro VIRGO del satélite *SOHO*. Este satélite va a estar operativo hasta el año 2007. Para entonces la NASA lanzará la misión *Solar Dynamics Observatory* (*SDO*) que representa en cierto modo una versión moderna de SOHO. *SDO* podría incluir un instrumento parecido a VIRGO en el que IAC tendría una participación similar a la que tuvo en el pasado.

Telescopios operativos en el presente

De entre todos los telescopios referidos en la Tabla 1 hay dos que después de varios años de exitosas campañas de observación están en fase de remodelación para explotar en todas sus posibilidades la excelencia de su emplazamiento. Se trata del refractor SVST (*Swedish Vacuum Solar Telescope*) en el ORM que esta siendo reemplazado por el NSST (*New Swedish Solar Telescope*), y del GCT (*Gregory Coudé Telescope*) en el OT que va a ser sustituido por el Gregor. Las características de ambos nuevos telescopios se describen más adelante, pero en esta sección hablaremos de los que actualmente estan operativos a parte de los del Laboratorio de Sismología Solar.

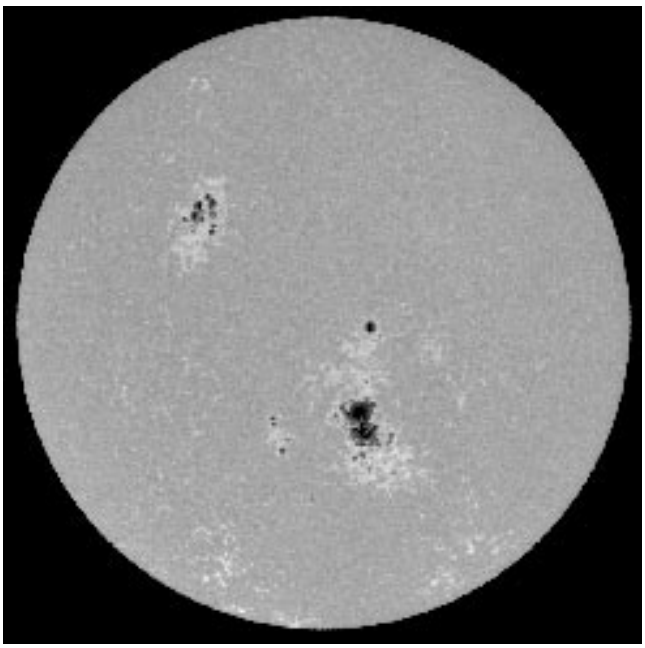


Figura 1: Disco solar en λ3933 Å (Ca II K), FWHM=15 Å, corregido de oscurecimiento de borde. Imagen tomada con el telescopio Simbiótico del VNT el 22 de Septiembre de 2000.

VNT (Vakuum Newton Teleskop)

`http://www.iac.es/gabinete/oteide/vnt/vnt.html`

Reflector cuyo espejo principal es de 40 cm de diámetro y 3 m de focal. Una óptica secundaria de amplificación da una focal efectiva de 37.5 m (escala en la imagen de 5.5″/mm). El telescopio es de montura ecuatorial y está dedicado a la obtención de imágenes IR de alta resolución en una banda centrada en 1.6 μm, mediante un detector de SbIn de *Sensors Unlimited* (128×128 pix) con un tamaño de píxel de 40 μm (0.22″/píxel en el plano focal). Sujeto al tubo principal y compartiendo el sistema de guiado, opera un pequeño telescopio (simbiótico) refractor de 70 mm de apertura y 1000 mm de focal para producir imágenes del disco solar entero (véase Figura 1) utilizando una cámara CCD DALSA de 8-bit (1024×1024 pix) con un tamaño de píxel de 12 μm (2.5″/píxel en el plano focal). La toma de imágenes en ambos telescopios se hace mediante un sistema automático (SAIS-II) que selecciona la mejor exposición de entre las tomadas a ritmo constante, durante un período de tiempo cuya duración es opcional.

VTT (Vakuum Turm Teleskop)

`http://www.iac.es/gabinete/oteide/vtt/vtt.html`

Reflector vertical vacío de 60–70 cm de apertura y 44.9 m de longitud focal (escala en la imagen de 4.59″/mm), instalado en una torre de 38 m y alimentado con un celostato. El telescopio dispone de un sistema de estabilización de imágenes (corrección de *tip-tilt*) que funciona comparando, por correlación, imágenes sucesivas tomadas a alto ritmo. Este sistema ha sido construido como proyecto conjunto del IAC y el KIS (Kiepenheuer–Institut für Sonnenphysik, Freiburg) y es una actualización del prototipo de "*Correlation Tracker*" que el IAC desarrolló en los años 1992-94 por encargo de la Fundación LEST. En la actualidad se esta completando el equipo de óptica adaptativa con un espejo deformable para corregir órdenes de aberración superiores. El telescopio está provisto de un espectrógrafo "Echelle" vertical, contenido en un tanque rotatorio subterráneo vacío. Su longitud focal es de ∼15 m y además de la red de difracción estándar se dispone de dos redes adicionales: una para observaciones cromosféricas y la otra para trabajar en IR. Alternativamente, se puede desviar la luz hacia tres laboratorios ópticos para hacer imagen de alta resolución espacial o para realizar otros experimentos observacionales diseñados por el usuario.

En el telescopio VTT se dispone de varios polarímetros clásicos que permiten medir el grado de polarización circular con precisiones típicas de un 1% del contínuo. Hace tres años que se puso en funcionamiento en este telescopio un polarímetro de nueva generación desarrollado enteramente por el IAC denominado *Tenerife Infrared Polarimeter* (TIP). Este polarímetro permite medir la polarización lineal y circular simultáneamente y alcanzar precisiones de un 0.1% en su modo de defecto, e incluso mejores en ciertos modos de operación. La novedad más importante de este polarímetro es el uso de cristales líquidos como moduladores de polarización, siendo esta la primera vez que esta tecnología es usada en astrofísica. El IAC también desarrolló en paralelo un polarímetro para el SVST, el llamado *La Palma Stokes Polarimeter* (LPSP), que no está operativo en estos momentos debido a las modificaciones que se están realizando en este telescopio. En la Tabla 2 describimos las propiedades de ambos polarímetros.

Para hacer espectroscopía bidimensional de banda muy estrecha hay disponibles dos interferómetros Fabry–Perot: el FPI de la Universidad de Göttingen y el espectrómetro TESOS del KIS.

Las cámaras CCD que se pueden utilizar para registro de imagen en luz blanca, filtrogramas y espectrogramas son: cuatro AT1 (1024×1024 pix) con refrigeración Peltier, dos Xedar (2048×2048 pix) y una Dalsa (1024×1024 pix), esta última es una cámara rápida para aplicación a la técnica de reconstrucción basada en interferometría Speckles.

Tabla 2: LPSP & TIP

	Propiedad	LPSP	TIP
1	λ_o nominal	6300 Å	1.56 μm
2	Rango espectral	4500-7500 Å	1. - 2.3 μm
3	Resolución espectral	40 mÅ	60 mÅ
4	Campo	$60'' \times 60''$	$40'' \times 40''$
5	Rango espectral en λ_o	4.3 Å	7.4 Å
6	Tiempo en cubrir el campo	30 minutos	10 minutos
7	Acumulaciones hasta $S/N \approx 10^3$	67	10
8	Tiempo de exposición	16.6 ms	50 ms
9	Tiempo de integración para $S/N \approx 10^3$	4.45 s	5.00 s
10	Numero de píxeles	755×242	256×256
11	Tamaño del píxel	8.5 μm×19.75 μm	40 μm×40 μm
12	Tamaño del píxel	$0.157'' \times 17.95$ mÅ	$0.37'' \times 29.0$ mÅ
13	Frecuencia de modulación	15 Hz	2 Hz

THEMIS (Telescopio Heliográfico para el Estudio del Magnetismo y de las Inestabilidades Solares)

`http://www.iac.es/gabinete/oteide/themis/themis.html`
`http://www.themis.iac.es/`

Reflector altazimutal Ritchey-Chrétien de 90 cm de apertura y 15.04 m de longitud focal, especialmente concebido para observaciones espectroscópicas o espectropolarimétricas. El analizador de polarización esta ubicado en el foco primario (véase esquema óptico en Figura 2). El telescopio está instalado en una torre a 22.5 m de altura sobre el terreno, por encima de la región de turbulencia causada por el calentamiento del suelo. Para evitar la turbulencia local y para compensar la presión exterior, el tubo está relleno de helio a baja presión y la cúpula tiene una abertura circular de 1 m de diámetro, acoplada al telescopio en su movimiento.

El instrumento puede trabajar en tres modos de observación, a saber:

- MTR: para espectroscopía o espectropolarimetría simultánea de varias líneas. El sistema proporciona I ± uno de los parámetros de Stokes Q, U y V.
- MSDP (*Multichannel Subtractive Double Pass*): para espectroscopía bidimensional, proporcionando simultáneamente imágenes en varias longitudes de onda a lo largo del perfil de una línea espectral.
- IPM (*Italian Panoramic Monochromator*): Filtro birrefringente Universal seguido de un interferómetro Fabry–Perot que permite obtener imágenes en el rango espectral 4600 Å–6800 Å con alta resolución espacial ($0.2''$) y espectral ($\lambda/\delta\lambda = 256\,000$) en un campo cuadrado de $51'' \times 51''$.

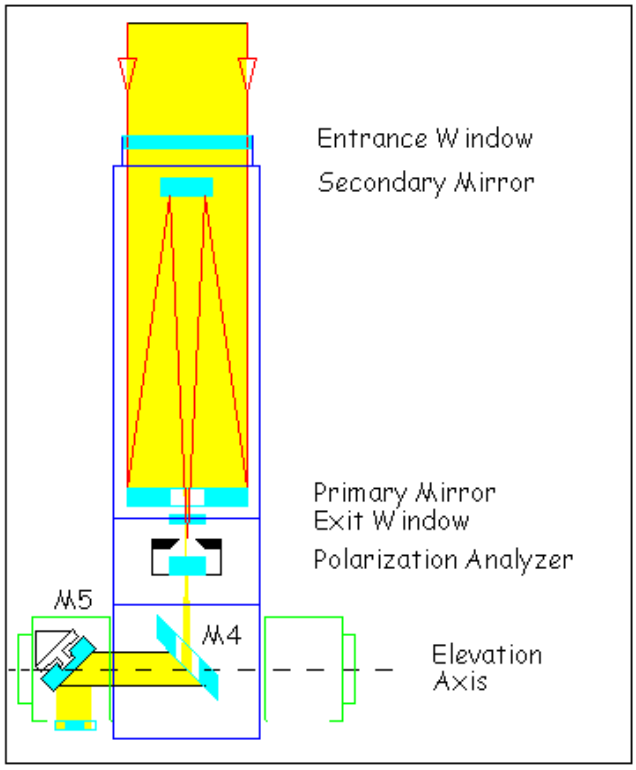


Figura 2: Esquema óptico del telescopio solar THEMIS (franco-italiano) en el Observatorio del Teide.

DOT (Dutch Open Telescope)

`http://dot.astro.uu.nl`

Reflector parabólico de 45 cm de apertura y 2 m de longitud focal, con óptica de reimaginación, instalado en una torre de tubos en cercha que soporta una plataforma horizontal sin cúpula (véase Figura 3). Este innovador conjunto ha sido desarrollado en la Universidad de Utrecht. La idea original era construir un telescopio fácilmente transportable a distintos emplazamientos en el contexto de las prospecciones de JOSO. Actualmente

Figura 3: Telescopio solar holandés DOT con estructura abierta tanto en la torre de 15 m de altura como en el instrumento.

se ha remodelado el proyecto inicial y el telescopio esta en fase de pruebas, instalado permanentemente en el ORM. Por el momento no cuenta con otra instrumentación post-foco que cámaras CCD con las que se han obtenido unas primeras series de imágenes con tratamiento de interferometría Speckle, de calidad excelente.

Futuros proyectos basados en la Tierra

Las mejores resoluciones que se alcanzan desde los telescopios descritos aquí son de unos 0.2″–0.3″ (200 km sobre la superficie solar) en imagen de banda ancha y de unos 0.8″–1″ (700 km) en espectroscopía (normalmente incluyendo análisis de polarización) e imagen de banda estrecha. Estas resoluciones espaciales no son adecuadas para entender los procesos físicos que ocurren en la superficie solar. En la fotosfera solar, las escalas espaciales relevantes van desde unos pocos kilómetros para la difusividad óhmica hasta los 100 km para el camino libre medio de los fotones y la escala de altura de presiones. Por tanto, el objetivo que se plantea la nueva generación de telescopios solares a punto de entrar en funcionamiento es aumentar la resolución espacial para resolver estas escalas. Para ello son necesarias aperturas de un metro o mayores así como el control activo de la calidad de imagen mediante técnicas de óptica adaptativa. Los tres telescopios solares previstos para el futuro cuentan con sistemas de óptica adaptativa integrados en el diseño desde su fase inicial. Dos de ellos se instalarán en los observatorios canarios (el NSST y el Gregor) mostrando de esta manera una renovada confianza por parte de las instituciones científicas que decidieron instalarse en estos observatorios hace ya más de 20 años. El tercero, un proyecto estadounidense, realizará estudios de prospección del cielo en el ORM.

NSST (New Solar Swedish Telescope)

`http://www.astro.su.se/English/groups/solar/solar.html`

El grupo de física solar de la Real Academia de Ciencias Sueca, liderado por el Prof. G. Scharmer, inició hace dos años la renovación de la antigua torre solar de 50 cm de apertura, SVST (véase Tabla 1). A este telescopio, ya desmantelado, debemos la fama del ORM de ser el mejor observatorio del mundo para estudiar el Sol (por sus condiciones atmosféricas diurnas). La calidad de las imágenes obtenidas en este telescopio no ha sido superada en ningún otro observatorio. La clave de este telescopio según sus propietarios fue siempre su simplicidad óptica. El éxito del SVST (así como la desaparición del proyecto LEST) permitió que se pudieran conseguir fondos para poder ampliar la apertura de esta torre a 1 metro de diámetro. El telescopio resultante, el NSST, vió la primera luz en marzo de 2002. Su diseño es muy similar al del SVST. Consiste en una lente de 97 cm de apertura formadora de imagen y un sistema de espejos planos altazimutales tipo torre para el seguimiento del Sol. Esta lente sirve a su vez de ventana de entrada para el sistema de vacío en donde se encuentran los espejos y el resto de la óptica. El vacío permite eliminar la degradación de la imagen que se produciría por el calentamiento del aire en caso de ser un sistema abierto. La novedad más importante de este telescopio es el ser el primero de los telescopios solares que incluye en su diseño original la integración de un sistema de sensor de frente de onda y espejo deformable. Dado que las condiciones atmosféricas diurnas típicas sólo garantizan parámetros de Fried de 10–20 cm en el mejor de los casos y con variaciones temporales en el rango de 10-100 Hz, la óptica adaptativa es absolutamente necesaria para aprovechar la apertura de este tipo de telescopios.

Las imágenes de primera luz fueron tomadas con el telescopio diafragmado a una apertura útil de 60 cm puesto que el sistema de refrigeración del plano focal no está instalado todavía. El NSST estará en pleno funcionamiento durante el verano del 2002. La experiencia del grupo sueco en el pasado, con una probada eficacia, nos garantiza que este telescopio estará obteniendo impresionantes imágenes de la superficie solar antes de finales del presente año (véase Figura 4).

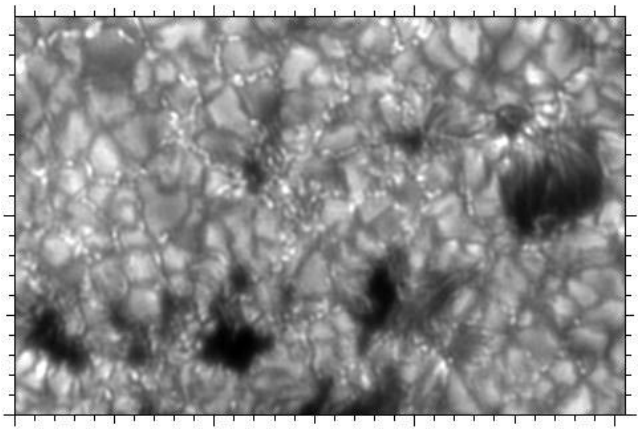


Figura 4: Imagen en la banda-G (moléculas de CH) obtenida por el NSST en abril de 2002 con la apertura diafragmada a 60 cm y con el sistema de corrección cromática y de foco instalados en el telescopio y sin óptica adaptativa. Las marcas corresponden a 1″.

Gregor

`http://gregor.kis.uni-freiburg.de/`

La puesta al día de los telescopios solares también llega para las torres alemanas del OT. El telescopio GCT de 45 cm de apertura (véase Tabla 1) ha sido recientemente desmantelado para proceder a la instalación del telescopio Gregor en su lugar. Gregor tendrá un diámetro de 1.5 m y cuando vea la primera luz (2005) será el mayor telescopio solar del mundo (véase Figura 5). Este proyecto, liderado por el Kiepenheuer Institut für Sonnenphysik (KIS) en Friburgo, cuenta con la participación de toda la comunidad alemana y representa una verdadera revolución en el diseño de los telescopios solares. A diferencia del anterior (y de prácticamente el resto de los telescopios solares del mundo) este telescopio no estará al vacío. El vacío (o el llenado con helio, como en el caso de THEMIS) asegura que la luz solar no provoca turbulencias en el interior del camino óptico que podrían dar lugar a deformaciones severas de las imágenes solares. Para ello se necesitan ventanas de entrada gruesas (que soporten las diferencias de presiones) y de alta calidad óptica ($\lambda/20$ típicamente) que difícilmente se pueden construir con un diámetro mayor que un metro. Es por este motivo que los telescopios solares no habían rebasado esta barrera tecnológica mientras que los telescopios nocturnos han visto aumentos en sus aperturas de un orden de magnitud (y un orden más que está siendo estudiado). En el Gregor, al tener su estructura completamente abierta (como en el caso de los nocturnos), los 170 W de luz solar que llegan al primario y al diafragma de campo, típico de un diseño gregory, pueden producir calentamiento local del aire circundante y degradar la imagen. La forma de evitar esto será un control térmico muy estricto de toda la estructura del telescopio, incluyendo enfriamiento activo del espejo primario por la parte trasera del mismo. Además éste espejo será fabricado usando como substrato el material ultraligero C/SiC (150 kg para un espejo de 1.5 metros). Este material tiene una conductividad térmica muy alta (100 veces mayor que el Zerodur convencional) y facilita enormemente el control térmico de la estructura.

Gregor tendrá integrado en el haz óptico principal un sensor de frente de onda tipo Hartmann-Shack que analizará las deformaciones de la imagen y alimentará el espejo *tip-tilt* con los términos lineales, los términos de baja frecuencia se usarán para el alineamiento de los espejos primarios y secundarios y los de alta frecuencia para el espejo deformable.

Gregor contará con instrumentación post-foco de última generación desde el primer momento. En la actualidad, se incluyen, por parte alemana, un espectropolarímetro en el visible y un sistema de imagen en banda estrecha con filtros Fabry–Perot. Se está en negociaciones para instalar una versión modernizada del instrumento IR TIP del IAC. Un telescopio con capacidad para resolver 75 km en la superficie solar y equipado con instrumentación puntera, que recibe luz después del sistema de óptica adaptativa abrirá nuevas perspectivas para la física solar a nivel mundial. Pero además, el hecho de ser un telescopio abierto, permitirá observar, por

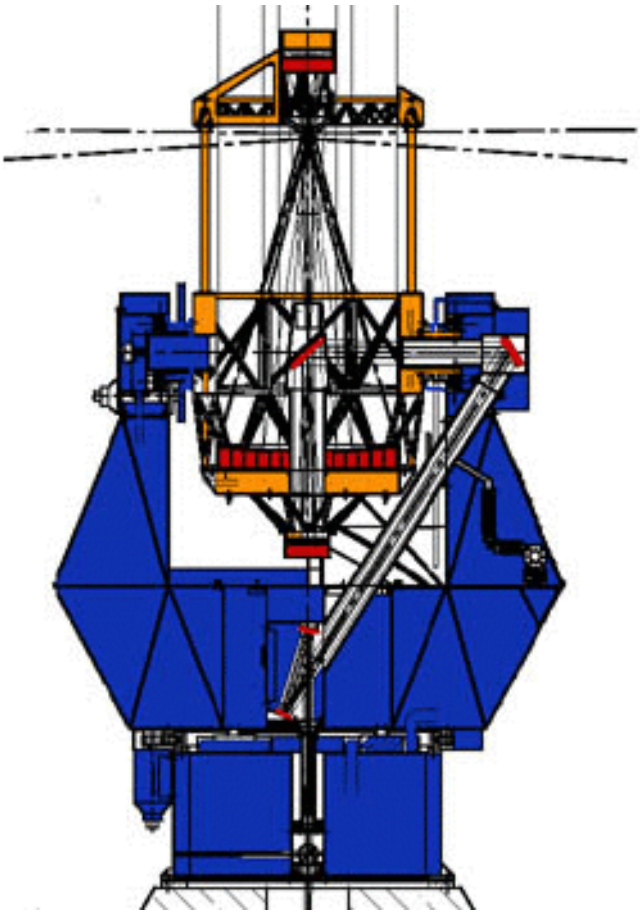


Figura 5: Impresión artística del telescopio Gregor para el OT. El esquema óptico es similar al propuesto en su día para el proyecto LEST.

primera vez, una parte del espectro donde la física solar europea no tenía acceso desde sus instalaciones. Nos referimos a la ventana espectral del IR térmico (en concreto la región de 2.5–25 μm) que solamente es accesible en la actualidad desde el veterano telescopio McMath de Kitt Peak (Arizona, EEUU). Al usar telescopios en vacío con ventanas de vidrio (que absorben por encima de 2.5 μm), esta interesante región del espectro no era accesible desde las instalaciones actuales (el DOT en el ORM, que también es abierto, no cuenta con capacidades espectroscópicas). En esta región espectral se encuentran las bandas moleculares de CO (4.7 μm) que han proporcionado evidencias claras sobre la existencia de inhomogeneidades espaciales y temporales en la cromosfera solar, así como líneas de Mg I en la región de 12 μm con una altísima sensibilidad Zeeman.

ATST (Advanced Technology Solar Telescope)

`http://www.sunspot.noao.edu/ATST/`

El ATST es un telescopio solar de 4 m de apertura. Es un proyecto estadounidense en su totalidad, liderado por el National Solar Observatory (NSO, Tucson, Arizona). La primera luz está prevista para el 2009. La National Science Foundation (NSF) ha aprobado la financiación del estudio de viabilidad de un telescopio de estas características y la caracterización atmosférica de los sitios seleccionados para su instalación, a fin de escoger el mejor de ellos (para abaratar los costes de la óptica adaptativa). Se ha aprobado para esta primera fase un presupuesto de 12 M$ estimándose un coste total del proyecto de 75 M$.

Las diferencias con el resto de los telescopios que comentábamos son claras. El ATST representa por primera vez un salto de un orden de magnitud en la apertura de los telescopios solares actuales. Por difícil que pueda parecer, también en física solar necesitamos más fotones. Esta es la principal motivación científica para el salto cuantitativo en el tamaño de este telescopio. Cuando se hace espectropolarimetría (4 parámetros de Stokes) con resoluciones espectrales de 200 000, resoluciones espaciales de 0.1″ y cadencias temporales altas para minimizar los problemas atmosféricos, uno se queda sin fotones... ¡incluso en el Sol!

Cinco son los sitios elegidos para la posible localización del ATST, cuatro en Estados Unidos y uno en Canarias (y por esto lo incluimos aquí). La campaña de prospección atmosférica para el ATST comenzará en La Palma (ORM) durante la primera mitad del año que viene (con financiación de la NSF, del IAC y del Plan Nacional de Astronomía y Astrofísica). En Estados Unidos los sitios que se están considerando son: Haleakala (Hawaii), Big Bear (California), Sunspot (Nuevo México) y el lago Panguitch (Utah). Tanto Big Bear como el sitio en Utah son lagos que es sabido ayudan a evitar el calentamiento diurno del suelo por el Sol evitando así las turbulencias atmosféricas locales. Pero el candidato mejor situado en estos momentos es el ORM de La Palma. La labor realizada por la antigua SVST a la hora de mostrar las mejores imágenes del Sol nunca jamás obtenidas desde tierra, ha generado una profunda convicción en nuestra comunidad que sitúa al ORM como el mejor sitio para las observaciones solares. Sin embargo, la instalación definitiva del ATST en el ORM dependerá de los resultados finales del programa de prospección atmosférico y, muy probablemente, de cuestiones de carácter más político. Una posible participación europea (en discusión) aumentaría las posibilidades de que este atractivo proyecto se instalase finalmente en Canarias.

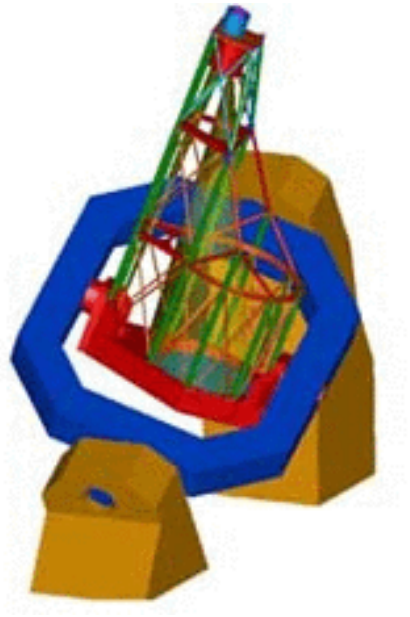


Figura 6: Impresión artística del telescopio ATST. La montura ecuatorial que aquí se muestra podría ser sustituida finalmente por una altazimutal.

El ATST será, al igual que Gregor, un telescopio abierto (véase Figura 6). Es imposible con la tecnología actual construir un telescopio de este tamaño al vacío. Además, y como ya hemos comentado, el acceso a las ventanas atmosféricas del IR térmico supone una ventaja añadida nada despreciable, a pesar de los terribles problemas de calentamiento a los que se enfrentará. A diferencia de Gregor aquí se incluye una motivación científica más. El ATST es un telescopio fuera de eje y que, por tanto, tendrá una pupila de entrada limpia (sin estructura de soporte del secundario). De esta manera, el ATST podrá ser utilizado como un coronógrafo para la observación de la corona solar (y, cómo no, búsqueda de planetas en su modo nocturno de operación...). La principal motivación científica, en este caso, no es tanto la observación más tradicional de la corona, sino la medida directa del campo magnético en estas capas. Hasta el momento no tenemos una forma satisfactoria de medir el campo en estas tenues capas donde se producen procesos de liberación de energía magnética que calientan la atmósfera por encima del

millón de Kelvin. El ATST planea explorar una técnica de diagnóstico nueva, basada en las líneas prohibidas de Fe XIII en la región de 1.07–1.08 μm. Este diseño como coronógrafo hace aún si cabe más atractivo el proyecto. Pero también debemos decir que cuando el telescopio apunte a la corona solar, el problema del número de fotones se mostrará con toda su crudeza. A partir de lo que aprendamos con el ATST, empezaremos a pensar en el siguiente telescopio solar de la clase de 10 metros.

Observando el Sol desde el espacio

Obtener desde tierra las resoluciones espaciales necesarias dependerá fundamentalmente de cómo de eficaz sea el desarrollo de la óptica adaptativa (clásica y multiconjugada). Cuando se consideran diámetros de los telescopios mayores que 1 metro, el número de actuadores aumenta de forma cuadrática y se plantean problemas tecnológicos de difícil solución. Aunque en nuestros momentos más optimistas pensemos que esto se va a lograr de forma satisfactoria, los períodos de observación para los que podemos esperar usar estos telescopios, con resoluciones de 0.1″ o mejores, serán de unas pocas horas/año en el mejor de los casos. Sin embargo, la evolución de los campos magnéticos en la superficie solar necesita de observaciones continuadas durante períodos de varios días. Por ejemplo, este es el tiempo de vida característico de los supergránulos que dominan la formación de la red magnética solar. Las concentraciones magnéticas resueltas en la actualidad tienen tiempos de vida que van desde las varias horas (poros) hasta varios meses (grandes manchas y regiones activas). El seguimiento necesario del flujo magnético de estas estructuras sólo puede hacerse con observaciones continuadas durante estos intervalos temporales. La única forma de lograr esto con la resolución espacial necesaria, es desde el espacio. A continuación describimos brevemente los dos proyectos espaciales, relacionados con el magnetismo solar, en los que está involucrada la comunidad española.

Sunrise

`http://star.mpae.gwdg.de/Sunrise/`

Este no es un proyecto espacial propiamente dicho pues consiste en el lanzamiento en globo estratosférico desde la Antártida de un telescopio solar (dentro del programa suborbital de la NASA *Long Duration Balloon*, LDB, véase Figura 7). El proyecto está liderado por la Max Plank für Aeronomie (MPAe) en Lindau (Alemania) con financiación de la DLR alemana . Hará uso de la tecnología desarrollada por Astrium de espejos ultraligeros basados en C/SiC. *Sunrise* es básicamente un test de esta tecnología para su posible uso posterior en una plataforma enteramente espacial, ofreciendo los vuelos en globo una oportunidad excelente (¡ y barata!) de hacer este tipo de demostraciones. La contribución principal del MPAe es el telescopio propiamente dicho de *Sunrise*, con 1 metro de apertura.

Figura 7: Lanzamiento desde la base McMurdo en la Antártida del experimento Boomerang dentro del programa LDB de la NASA para medir las anisotropías de la radiación de fondo. *Sunrise* participará en este mismo programa.

Un globo desde la Antártida ofrece dos ventajas importantes, además de la obvia de volar a una altitud con una atmósfera tan tenue como un 1% de la que tenemos a nivel del mar. Por una parte en el verano antártico no se pone el Sol con lo que las observaciones de nuestro astro se realizan de forma contínua, como en el caso de un satélite con la órbita adecuada. Por otra, durante esta época del año se desarrolla un patrón de vientos en la estratosfera antártica que obliga al globo a realizar una trayectoria circular, volviendo al punto de partida, con una duración típica de unos 15 días. Si el globo no aterriza en el océano, el equipo es recuperable y se pueden repetir vuelos en otras ocasiones (siguiendo un procedimiento de selección anual muy competitivo entre los diferentes experimentos que demuestran estar listos para volar).

Por parte alemana se cuenta con la participación del KIS (Friburgo) que aportará el sistema de estabilidad *tip-tilt* de la imagen (¡el globo también se mueve!). El MPAe y el KIS participarán en el desarrollo de un espectropolarímetro para el visible y el UV (POLIS) que llevará *Sunrise*. Por parte estadounidense se cuenta con la participación de dos institutos. El High Altitude Observatory (HAO/NCAR, Boulder, Colorado) institución IP de la propuesta LDB a la NASA. El HAO también participará en POLIS, pero su contribución más importante será el diseño de la góndola que alojará al telescopio, del globo y del sistema de apuntado al Sol. También participa por parte de los EEUU el Lockheed-Martin Solar Astrophysics Laboratory (LMSAL, Palo Alto, California) que contribuirá con el espejo primario de C/SiC y con el sistema de imagen directo que incluirá POLIS.

Por parte española, se ha formado un consorcio,

liderado por el IAC, para contribuir con un magnetógrafo denominado IMaX (*Imaging Magnetograph eXperiment*). El consorcio cuenta con la participación del IAA (Granada), GACE (Universidad de Valencia) y LINES (INTA). Estos cuatro grupos han presentado en el año 2002 un proyecto coordinado al Plan Nacional del Espacio (PNE) para la financiación de IMaX durante los próximos tres años. IMaX realizará magnetogramas vectoriales de la fotosfera y cromosfera solar con una resolución de unos 75 km sobre la superficie solar y con una cadencia temporal tan alta como la electrónica de abordo permita. En estos momentos se está considerando tomar 10 imágenes por segundo en un detector CCD con 2024×2024 elementos de resolución. Para la modulación de la señal de polarización se usarán retardadores ópticos basados en cristal líquido (ROCLIs). Estos ROCLIs están siendo fabricados por la empresa TECDIS Display Ibérica (Valladolid) con la colaboración del IAC y bajo la financiación del PNE/PROFIT. El IAC ha construido los primeros polarímetros terrestres (TIP y LPSP, véase Tabla 2) que modulan de forma completa la señal de polarización en instrumentos desde tierra, probando de esta manera la simplicidad y adecuación de esta tecnología para estas aplicaciones científicas. Con IMaX tratamos de liderar el uso espacial de estos elementos electroópticos.

Solar Orbiter

`http://solarsystem.estec.esa.nl/solar_physics/projects/solar_orbiter.htm`

Hace sólo unos días que la ESA anunció su nuevo programa científico: Cosmic Vision 2020. En él figura la misión *Solar Orbiter* (ya seleccionada en el año 2000) considerándose su lanzamiento en el intervalo 2011/2012 junto con *BepiColombo*. Esta misión se acercará al Sol a una distancia de 0.2 UA de modo que, con telescopios cuatro veces más pequeños que los que se usan en la Tierra, conseguirá resoluciones espaciales similares a las de éstos. Dada su proximidad al Sol podrá corrotar con él durante períodos de 10–15 días. Además, usando gravedad asistida por Venus, el satélite saldrá del plano de la eclíptica de forma progresiva hasta alcanzar inclinaciones de 40 grados. Desde esta privilegiada posición, el *Solar Orbiter* proporcionará la primera visión global de los polos solares, el lugar donde empiezan y mueren los diferentes ciclos de actividad magnética.

Esta misión contará con una batería de instrumentación in-situ (detectores de partículas, magnetómetros, medidor de ondas del plasma, etc.) y cuatro instrumentos de teledetección (uno en el visible, dos en UV y un coronógrafo). De esta manera, el *Solar Orbiter* podrá darnos una imagen coherente de los procesos magnéticos que ocurren en el Sol, desde la fotosfera hasta la heliosfera pasando por la cromosfera y corona solares. Las sutilezas del transporte de energía entre todas estas capas son la llave para desvelar el problema del calentamiento coronal.

El *Visible-light Imaging Magnetograph* (VIM) es el instrumento del *Solar Orbiter* que debería proporcionar el contexto magnético al resto de instrumentos dedicados, en mayor medida, a detectar procesos de liberación de energía (en el rango UV). Después del espejo primario (25 cm de diámetro) de VIM se encuentra el modulador de polarización que podría incluir la tecnología ROCLI que estamos desarrollando para el proyecto *Sunrise*. El modulador de polarización de VIM es un elemento crítico. Las opciones para producir la modulación son un sistema electroóptico (como los ROCLIs) o la solución más clásica consistente en una lámina retardadora que gire sobre su eje.

Esta última solución necesita de un giro mecánico que siempre es complejo de realizar en el espacio pues es necesario compensarlo de alguna manera. Esto es más evidente si tenemos en cuenta que esta lámina deberá comenzar a girar 1.8 años después del lanzamiento, que es el tiempo que tarda el *Solar Orbiter* en llegar a su punto de destino. Por esto, la opción de un sistema exento de movimientos mecánicos es especialmente atractiva. Sin embargo, para poder usar la tecnología ROCLI en el *Solar Orbiter* (otros instrumentos, además de VIM, están interesados en su uso) debemos realizar un largo y complejo proceso de calificación espacial que demuestre que se es capaz de soportar el complejo entorno en donde se desarrolla la misión. La experiencia con IMaX es un primer paso importante.

Valentín Martínez Pillet `vmp@ll.iac.es`
José Antonio Bonet Navarro `jab@ll.iac.es`

El nuevo radiotelescopio de 40 m del Centro Astronómico de Yebes (CAY)

Algunas disquisiciones previas

Comenzaré esta presentación del proyecto de nuevo radiotelescopio de 40 m del Observatorio de Yebes, en Guadalajara, contando una pequeña anécdota de la que fui protagonista, hace unos 22 ó 23 años, junto con el entonces único ingeniero del Centro Astronómico de Yebes, Alberto Barcia. Nos encontrábamos tratando de poner en marcha el recién instalado radioteles-copio de 14 m para ondas milimétricas. Hacía pocos días que habíamos conseguido poner a punto los programas de control del movimiento y toma de datos del radiotelescopio y de haber realizado la primera observación radioastronómica llevada a cabo en un observatorio español y por astrónomos españoles, cuando recibimos la visita de nuestro Director General del Instituto Geográfico Nacional (IGN), D. Rodolfo Núñez de las Cuevas, persona de un entusiasmo contagioso y gran impulsor de la Astronomía en España. Cuando me preguntó que cómo iban las cosas, yo le contesté: "Verá D. Rodolfo, hasta hace unos pocos días España se encontraba a unos cuarenta años de distancia de la radioastronomía de los países más avanzados" (pues, debo decir que la radioastronomía tomó cuerpo como rama científica, en los años siguientes a la II Guerra Mundial). Y añadí: "Pero en estos momentos hemos reducido considerablemente esa distancia: desde la semana pasada, ya sólo nos encontramos a unos diez años de esos países" (que era más o menos el tiempo que hacía que en Estados Unidos se habían comenzado a hacer las primeras observaciones a longitudes de onda milimétricas del tipo de las que nosotros acabábamos de reproducir).

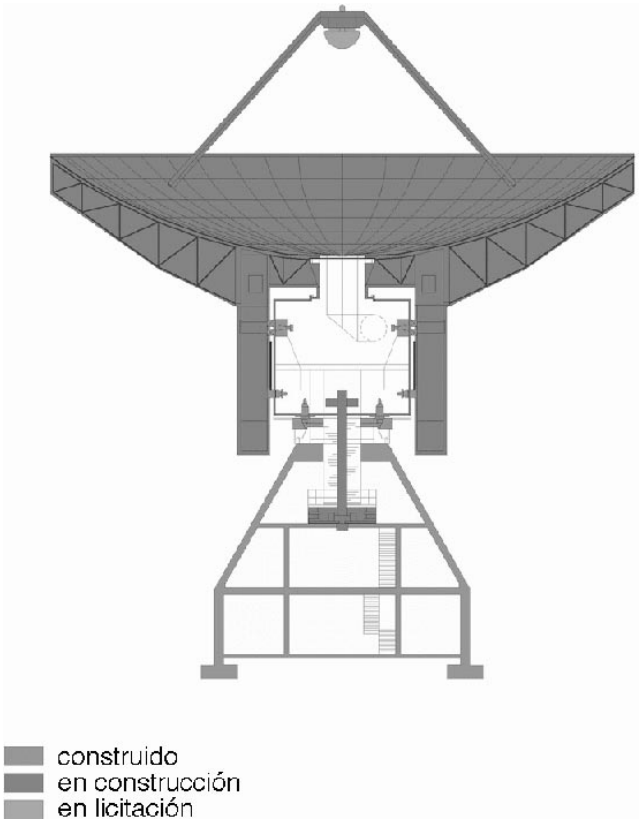


Figura 1: Cronología: Inicio de la construcción (pedestal): 1999; Inicio de la construcción de la antena: 2000; Fecha prevista fin de la construcción: 2003; Pruebas/primeras observaciones 2004

Pues bien, desde hace ya algunos años, esa distancia no sólo se ha reducido por completo, sino que, actualmente, en el tren de la radioastronomía más avanzada a nivel mundial, puede decirse, con cierto orgullo, que formamos parte de los países que constituyen su locomotora. Nos encontramos, pues, en una inmejorable posición para, si lo hacemos bien y actuamos debidamente, consolidar por muchos años este "estatus". Y para así lograrlo, lo primero, en mi opinión, de lo que debemos ser conscientes es que la razón fundamental que ha estado en el origen del desarrollo de nuestra Astronomía en estos últimos veinte años (que ha sido la inmejorable situación geográfica dentro de Europa de nuestro territorio, y en concreto de algunos de sus emplazamientos, para la observación astronómica) no podrá seguir siendo de utilidad en los años que vienen: los nuevos telescopios y radiotelescopios llamados a revo- lucionar la capacidad observacional de los astrónomos del siglo XXI, no se van a instalar en nuestro país (más adelante matizaremos esta idea en relación con las redes de radio interferometría de muy larga base, VLBI).

Por otra parte, estas nuevas instalaciones astronómicas van a ser de tal envergadura que sólo podrán llevarse a cabo a través de cooperaciones internacionales a nivel mundial. Teniendo en cuenta esta realidad que se nos avecina, este futuro tan fácil ahora de prever porque puede decirse que ya está aquí, los desarrollos astronómicos a nivel nacional deben tener como principal objetivo el convertirse en la base de experimentación científica, tecnológica e industrial que nos entronice, en las mejores condiciones posibles, en los megaproyectos internacionales (mundiales) que están a punto de principiar.

El Radiotelescopio de 40 m como elemento de las redes interferométricas

En el caso del nuevo radiotelescopio de 40 m del CAY, estas ideas que acabamos de exponer se tuvieron en cuenta, no ya desde sus primeros momentos, sino incluso como razón de ser del proyecto mismo. Quiero decir, que la idea de construcción de un radiotelescopio milimétrico de 40 m por parte del IGN surgió para consolidar y potenciar en nuestro país la radioastronomía experimental que habíamos conseguido poner en marcha durante los últimos 20 años, pero siempre con vis-

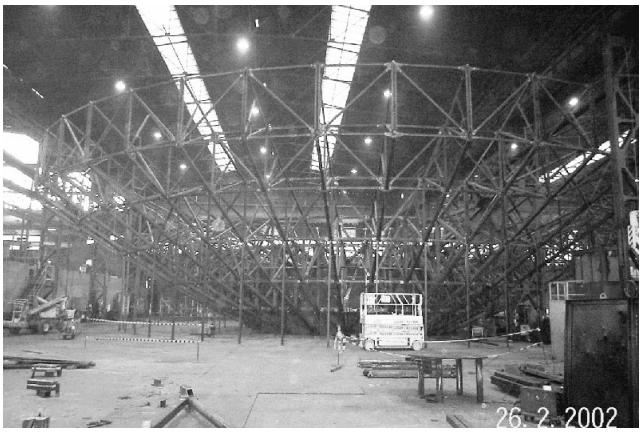


Figura 2: Vistas de la estructura trasera durante su premontaje en la fábrica de Schwartz-Hautmon (Tarragona), marzo de 2002

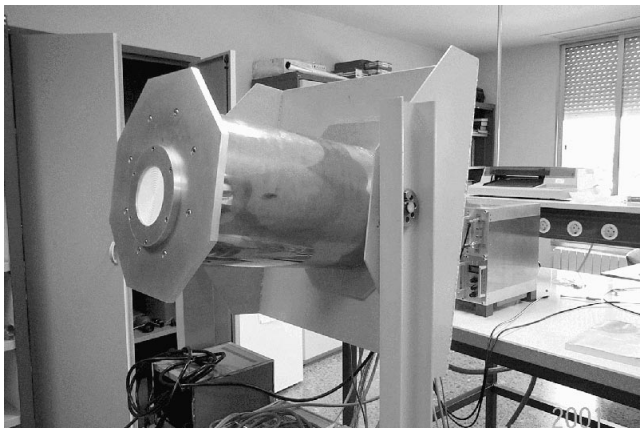


Figura 3: Nuevo receptor a 22 GHz. Partes de radiofrecuencia y frecuencia intermedia.

Tabla 1:
Principales características técnicas del radiotelescopio

Diámetro	40 m
Eficiencia de apertura	70 % a 7 mm
	50 % a 3 mm
Operación	Foco primario y Nasmyth
Montura	Altacimutal
Puntería	$< 3''$ (rms)
Seguimiento	$< 1''$
Velocidad de giro	0.5 grados/s
Espejo primario	Parabólico
Distancia focal	15 m ($f/D = 0.375$)
Superficie	420 paneles de aluminio (70 mm rms)
Ajuste de paneles	Por holografía
Control térmico	Por circulación del aire
Espejo secundario	Hiperbólico
Diámetro	3.28 m
Superficie	Fibra de carbono o aluminio
Características	Móvil para operación
	en foco primario o Nasmyth
Receptor de holografía	en parte trasera
Emplazamiento	Centro Astronómico de Yebes
	(80 km NE de Madrid)
Altitud	930 m
Condiciones meteorológicas:	Gradiente de temperatura dia/noche: 14-20° C
	Velocidad del viento: $V < 5$ m/s (90% del tiempo)
	Días útiles de observación a 3 mm: 80%
	Cantidad media de agua precipitable: 5 mm

Tabla 2:
Dotación de receptores inicialmente prevista

Banda	Frecuencia	Foco	$T_{\rm rec}$	Polarización
S/X[1]	2.3/8.4	P	15–20	Circular derecha
X	6	S	45	DUAL
K[1]	22	S	45	DUAL
Q[1]	45–60	S	75	Circular izquierda
W[2]	86–115	S	100	DUAL

[1] Construido
[2] En construcción

tas a nuestra más ventajosa participación futura en los megaproyectos radioastronómicos del siglo XXI.

Y han sido estas perspectivas las que, ya desde el primer momento, determinaron las características técnicas del radiotelescopio a construir; características que pueden verse en las figuras y cuadros que presentamos, donde también se muestran esos otros aspectos tales como estado actual, plan de ejecución y puesta en marcha, entrada en funcionamiento, dotación de receptores inicialmente prevista, etc.

Hemos de decir que, en el caso de la radioastronomía, las perspectivas de participación en los futuros grandes megaproyectos mundiales, están mucho más definidas y son, como vamos a ver, mucho más directas que en el caso de la astronomía óptica/IR. Y es que, de entrada, es posible construir un radiotelescopio que, desde su misma puesta en funcionamiento, se integre como uno de los elementos fundamentales de una Gran Instalación Científica (LSF) europea y mundial: me estoy refiriendo al Consorcio Red Europea de VLBI (EVN)/Instituto Europeo para la VLBI (JIVE), del que el IGN forma parte desde 1994 mediante el uso de nuestro radiotelescopio de 14 m del CAY, siendo uno de los organismos fundadores del JIVE. Hemos de señalar que en la EVN/JIVE participan un total de 18 radiotelescopios de 14 instituciones de otros tantos países europeos, antigua URSS, China y, recientemente, Sudáfrica.

Estas técnicas de la VLBI (Interferometría de Muy Larga Base) están en proceso de experimentar desarrollos técnicos de una extraordinaria envergadura. Así, por ejemplo, estamos asistiendo a los primeros pasos de la VLBI espacial, en la que antenas orbitando alrededor de la Tierra formarán parte de las redes de radiotelescopios, ampliando de este modo al máximo la longitud de las líneas de base. En 1997 se realizaron ya con éxito las primeras observaciones con un interferómetro VLBI de este tipo (proyecto VSOP).

VSOP consiste en una antena de 8 m de diámetro construida y puesta en órbita por Japón, que extendió las líneas de base a distancias jamás utilizadas hasta entonces de hasta 21 400 km (apogeo de la órbita). En la actualidad nuevos proyectos japoneses, rusos y americanos de VLBI espacial están en fase de diseño o construcción, y una antena como el nuevo radiotelescopio de 40 m del CAY formará parte, sin duda, de las redes de telescopios de gran área colectora basados en la Tierra que participarán en dichos proyectos.

Otra línea que va a representar un interesante desarrollo tecnológico aplicado a la VLBI y que también se encuentra en su fase de primeros ensayos experimentales es la de interconexión de los actuales radiotelescopios que constituyen la EVN mediante líneas de fibra óptica de muy alta capacidad de transmisión de datos (1 Gby/s), lo que se espera que conduzca a que, en un plazo de 10–12 años, la actual red europea de VLBI se convierta, en la práctica, en un interferómetro conectado "cuasi" en tiempo real.

Por último, dentro de este campo de la VLBI, otra línea de desarrollo en constante progreso es la de la utilización de frecuencias de observación cada vez más altas (longitudes de onda milimétricas), y en este sentido, el nuevo radiotelescopio de 40 m, capaz de trabajar a longitudes de 3 mm, está llamado a ser uno de los más importantes del mundo en las redes europea y mundial a esas frecuencias.

El Radiotelescopio de 40 m como antena única

Aunque el nuevo radiotelescopio de 40 m surge, como hemos dicho, con estos objetivos de partida de integrarse en las redes europea y mundial de VLBI, no por ello deja de ser un instrumento con posibilidades de utilización como antena única en una gran variedad de campos de investigación; así, en particular, será utilizado para observaciones de líneas espectrales a frecuencias radio de moléculas interestelares, en nubes galácticas y extragalácticas.

En este sentido, el nuevo radiotelescopio de 40 m del CAY se concibe como un instrumento complementario de los radiotelescopios del Instituto hispano-franco-alemán de Radioastronomía Milimétrica, IRAM, que es la otra Gran Instalación Científica europea en la que participa el IGN. En particular, el nuevo radiotelescopio de 40 m complementará sobre todo al radiotelescopio de 30 m de Pico Veleta al cubrir las bandas de frecuencias de observación más bajas (bandas S a Q, de 1.4–60 GHz) para las que este último no resulta adecuado ni ventajoso de utilizar. Sin embargo, los dos radiotelescopios, así como el interferómetro de 6 antenas de 15 m del Plateau de Bure (Alpes franceses) compartirán la importante banda de observación a 3 mm de longitud de onda, con vistas, sobre todo, a su utilización conjunta en observaciones de VLBI milimétrico de muy alta sensibilidad.

Los grupos españoles de radioastronomía podrán sacar ventaja de la gran cantidad de tiempo de observación para proyectos de antena única que les ofrecerá el nuevo radiotelescopio (hay que tener en cuenta que con un radiotelescopio se puede observar las 24 horas del día, es decir, unas tres veces más que con un telescopio óptico sin contar que también son instrumentos menos críticos con las condiciones meteorológicas). Podrán así llevarse a cabo proyectos de gran envergadura y de muy largo plazo del tipo de los denominados "proyectos clave" o "proyectos de observatorio", prácticamente imposibles de realizar con otros radiotelescopios concebidos como de servicio multiuso a una comunicad científica mucho más numerosa.

Este tipo de proyectos clave o de observatorio tienen importantes ventajas. En primer lugar, sus resultados pueden representar verdaderas aportaciones científicas en un determinado campo, sin la fragmentación y dispersión de muchos de los trabajos que en la actualidad se publican. Son, por otra parte, proyectos en los

Figura 4: Pedestal de soporte. Vista interior del vestíbulo de entrada. Vista parcial de la sala de control (al fondo vista parcial de una de las salas de *back-ends*.)

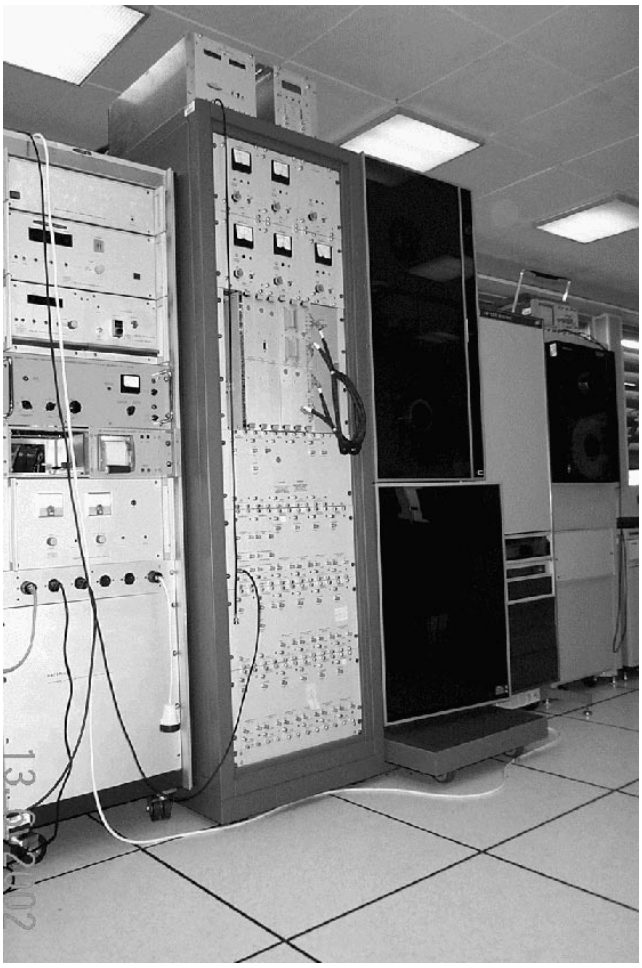


Figura 5: Terminal de VLBI MKIV/VLBA, actualmente instalado en el radiotelescopio de 14 m.

que, los grupos de investigadores tienen necesariamente que involucrarse en el diseño y construcción –o, al menos, adecuación– de los equipos receptores post-foco utilizados en las observaciones y/o de los equipos para el análisis de los datos, ya que tanto los unos como los otros suelen estar especialmente concebidos para la consecución de los objetivos científicos concretos que se persiguen.

Resulta de todo esto que, tanto por la envergadura de sus objetivos científicos, como por los desarrollos instrumentales que implican, los proyectos de este tipo son, en general, los más adecuados para la formación de jóvenes investigadores e instrumentalistas (tan necesarios, sobre todo estos últimos, para sacar el debido aprovechamiento de nuestra participación en los megaproyectos mundiales que mencionábamos más arriba).

También en este aspecto, creemos que el nuevo radiotelescopio de 40 m puede representar un importante papel en la consolidación de una auténtica radioastronomía experimental española.

Jesús Gómez González gomez@oan.es
Observatorio Astonómico Nacional

El Gran Telescopio Canarias: el avance es visible, aunque no exento de retrasos

El GTC acaba de pasar su quinta revisión de progreso, en la que se ha examinado en detalle el estado del proyecto. Aunque el avance es notorio, si bien plagado de los problemas normales de este tipo de proyectos, son evidentes una serie de retrasos que van a influir en las fechas del proyecto. Buenas noticias sobre el espejo secundario: se ha logrado fabricar el bloque de berilio y ha comenzado su mecanizado. El edificio y cúpula están siendo finalizados y de hecho la apariencia externa es cercana a la definitiva. La estructura mecánica del telescopio está siendo sometida a pruebas en Tarragona. El congreso de Granada sobre Ciencia con el GTC fue un éxito de asistencia así como de comunicaciones científicas. El interés de la comunidad por el GTC se puso de manifiesto en un buen número de charlas. Son varios los grupos, tanto españoles como de México y Florida, que están activamente preparando la ciencia a realizar en los primeros años del GTC.

Entre el 15 y el 17 de mayo tuvo lugar una reunión del Comité Científico Asesor (SAC) y la V Revisión Anual de progreso del proyecto. Esta revisión se viene haciendo sistemáticamente desde 1998, aparte de las revisiones específicas que se realizan para cada uno de los principales subsistemas. En esta revisión general se analiza más específicamente el estado global del proyecto, y los planes a corto y medio plazo. Se suelen abordar además otros aspectos del proyecto que se consideran de especial relevancia u oportunidad. Por ejemplo, en esta última reunión se trataron específicamente los problemas del secundario, el estado de avance en el pulido de los segmentos del espejo primario, los retrasos de la obra civil y la cúpula, detalles de la fabricación de los motores de los ejes del telescopio o los planes de integración y pruebas del GTC. El grupo de personas encargadas de esta revisión es siempre el mismo para lograr continuidad y conocimiento del proyecto por parte de estos. Todos son personalidades relevantes en el mundo de la construcción de grandes telescopios, o de la gestión de grandes proyectos u observatorios; los listamos por orden alfabético: Torben Andersen (Profesor de la Universidad de Lund, construyó el NOT, fue responsable del sistema del VLT y director técnico del prototipo de antena europea de ALMA), Alvaro Giménez (actual director del departamento de Ciencias Espaciales de la ESA, fue director general del INTA y es profesor del CSIC), Peter Gray (es responsable del sistema por parte americana en el proyecto ALMA, fue responsable de la integración y puesta en marcha del VLT), Jerry Nelson (director científico y principal impulsor de los telescopios Keck, actual director del Center for Adaptive Optics de la NSF, y promotor del proyecto de telescopio de 30 metros de diámetro, CELT), René M. Rutten (director del ING) y Thomas Sebring (director técnico del HET y actual director técnico del telescopio SOAR). Las discusiones mantenidas con este grupo de revisores y sus recomendaciones o comentarios son de gran utilidad para la ejecución del proyecto. Muchas de estas recomendaciones son adoptadas en la ejecución del proyecto, otras son desestimadas bien por inviables o no adecuadas al GTC, o por cuestiones de carácter práctico. El SAC, aparte de mantener su propia reunión, participa también en estas reuniones anuales de revisión.

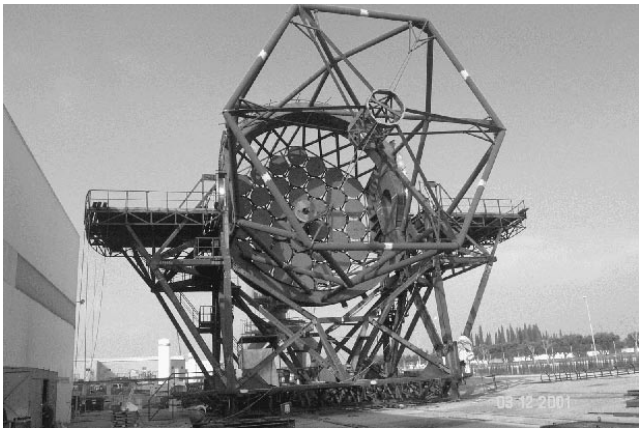


Figura 1: El telescopio montado en la fabrica de Tarragona durante las pruebas de los cojinetes hidrostáticos del eje de altura (3 de diciembre de 2001)

El progreso en la construcción del GTC es evidente para todos los que consultan con frecuencia su página web (`http://www.gtc.iac.es/`). A través de las imágenes de la cámara en el ORM se ven el edificio y cúpula que ya presentan aspectos de estar acabados o muy próximos a su finalización. El edificio anexo, ya con su acabado blanco, muestra su bajo perfil y su orien- tación sur para no perturbar el flujo laminar en la dirección del viento dominante. Son pocos los detalles que faltan aun en la obra civil y, principalmente, en las instalaciones auxiliares (eléctricidad, refrigeración, aire comprimido, climatización, etc.) para su acabado definitivo.

Una vez que se ha concluido con el cierre estructural de la cúpula, el sellado de las ventanas de ventilación y la instalación de los motores y cadenas de las compuertas de observación, se trabaja en el interior de la misma. En estos momentos se está instalando el aislamiento interno (Fig. 2), y todos sus sistemas eléctricos de iluminación y control. Próximamente se iniciarán las pruebas de las compuertas de observación que tuvieron problemas en sus pruebas en factoría. Estas se han modificado por el fabricante y todos esperamos que los problemas detectados en aquel momento hayan quedado resueltos. Después vendrán las pruebas de los restantes elementos: mecanismos de rotación, compuertas de ventilación, pantalla antiviento, grúas interiores, etc. A pesar de todos estos avances, la ejecución de la obra civil, sus instalaciones y la cúpula, se ha realizado a un ritmo más lento del esperado, acumulando retra-

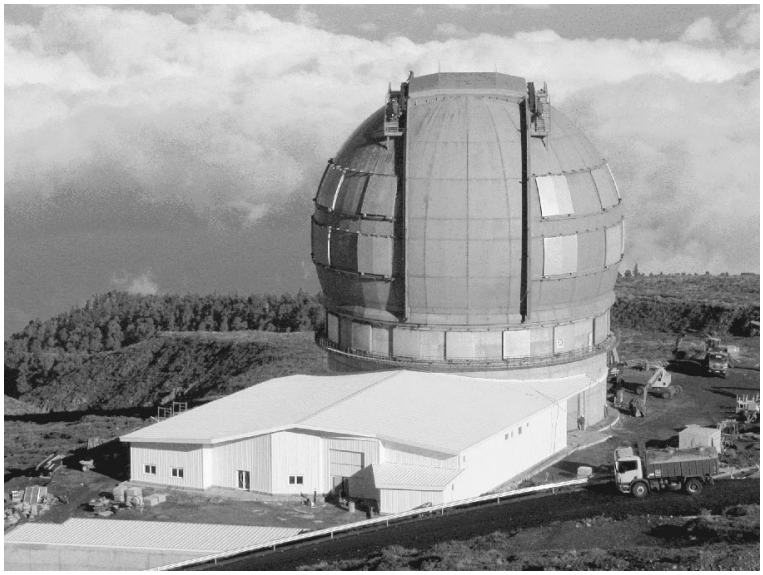


Figura 2: Vista del edificio del GTC en el ORM donde se aprecia el estado del edificio anexo, así como la cúpula ya completamente cerrada. Fotografía tomada el 2 de abril de 2002

sos apreciables sobre el calendario previsto. Y muy en particular el montaje de la cúpula, por lo que supone de retraso en el inicio del montaje del telescopio en su interior y de múltiples actividades asociadas. Nuestra estimación de este retraso es de unos diez meses.

En Tarragona, la estructura del telescopio está completamente montada y con los motores, codificadores y cojinetes hidrostáticos de elevación instalados. Esta estructura comenzó a probarse a finales del pasado año, con las primeras pruebas del sistema de aceite a presión para los cojinetes hidrostáticos (Fig. 3). En estos próximos meses se llevará a cabo una serie de pruebas tendentes a verificar el comportamiento estático y dinámico del telescopio. Como era de esperar, durante este montaje en factoría y primeras pruebas, además de estudiar el proceso de montaje, se han identificado algunos problemas de fabricación que se encuentran en estudio unos y en vías de solución otros. Esperamos que en unas semanas las pruebas del telescopio sean satisfactorias, con lo que se procedería a su traslado a La Palma para comenzar su instalación en el ORM.

La totalidad de los bloques de ZERODUR^{TM} ya han sido suministrados por SCHOTT (Alemania) (Fig .4). El pulido de estos bloques progresa en París, en la factoría de SAGEM. En el plazo de unas pocas semanas estará acabado el pulido del primer segmento. Con la realización de todo el proceso de pulido y verificación de este primer segmento se dispondrá, además del primer segmento pulido, de la información necesaria para conocer con detalle el proceso a seguir con todos los restantes segmentos. Información imprescindible para poder optimizar este proceso y disponer de una métrica realista del mismo. El proceso de pulido, a grandes rasgos, pasa por un desbastado esférico, un pulido asférico controlado por ordenador y, como paso final, un pulido iónico.

Las noticias sobre el espejo secundario son más alentadoras que las transmitidas hace seis meses en el artículo sobre el GTC publicado en el Boletín anterior. El tercer intento de sintetizar un nuevo bloque de berilio (recordemos que en mayo de 2001 el bloque existente se rompió durante el proceso de mecanizado de su agujero central) ha sido realizado esta vez con éxito (Fig. 5). Hace tan solo unos días se ha realizado, también con éxito, el mecanizado del agujero central. Pero no está ya todo resuelto. Falta ahora todo el proceso de mecanizado para aligerar el substrato, darle la figura hexagonal serrada definitiva y recubrirlo de níquel para ser, posteriormente, pulido especularmente. Estos mecanizados suponen todavía un cierto riesgo para este

Figura 3: Interior de la cúpula con todo el andamiaje instalado para el acabado del revestimiento interno de ésta (4 de abril de 2002).

Figura 4: SCHOTT entrega el bloque de Zerodur número 36. Los 42 bloques contratados fueron entregados en abril de 2002 (12 de diciembre de 2001).

bloque de berilio. Por esta razón y para mitigar riesgos, se han comenzado a estudiar soluciones alternativas para el secundario del GTC. Por sus propiedades, una alternativa es el Carburo de Silicio (SiC), y se ha comenzado a estudiar esta posibilidad, junto con la más clásica del Zerodur, contactando con los posibles fabricantes. Ninguna de estas otras opciones está exenta de riesgo pero nuestra reciente experiencia con el Berilio nos hace ser cautos y prepararnos por si aparecen nuevos percances.

Muchas otras partes del telescopio, o de sus accesorios están muy avanzadas o algunas incluso finalizadas. Tal es el caso de la cámara de recubrimientos (Fig. 6) que está totalmente acabada y ha sido probada a finales del pasado año en factoría con gran éxito. Tanto el vacío que es posible alcanzar como la velocidad con

Figura 5: El nuevo bloque de berilio con una serie de testigos encima preparado para un ciclo térmico antes de sufrir el proceso de mecanizado del agujero central (25 de abril de 2002).

Figura 6: La cámara de recubrimientos del GTC ya probada con éxito en factoría (5 de marzo de 2002).

la que se obtiene, sobrepasan las especificaciones requeridas. Podemos pues decir que tenemos una excelente cámara de recubrimientos, que permitirá el aluminizado de los elementos ópticos del GTC. Además dicha cámara ha sido diseñada para posibilitar no sólo recubrimientos en aluminio sino también en plata u otros materiales. Esta cámara de recubrimientos se instalará en el edificio del GTC a finales de verano, una vez esté disponible la obra civil y las instalaciones necesarias.

En febrero tuvo lugar el primer congreso sobre "Ciencia con el GTC", organizado por el IAC y el IAA, y celebrado en Granada bajo la hospitalidad del Instituto de Astrofísica de Andalucía. Más de 175 astrónomos, principalmente de España, México y Estados Unidos, pero también de otros países, participaron en este congreso, cuya principal motivación era dar a conocer el estado del GTC así como fomentar la colaboración entre las diversas comunidades a las que dará servicio este telescopio. Varias de las empresas que están participando en la construcción del GTC apoyaron la celebración de este congreso con ayudas económicas que permitieron, no sólo traer a conferenciantes invitados de gran talla, sino también ayudar a estudiantes de doctorado y jóvenes doctores a sufragar parte de los costes de asistencia a dicho congreso: ACS, Empresarios Agrupados, SCHOTT, NTE, CESA, VTD e IBERIA. El Plan Nacional de Astronomía y Astrofísica también prometió su ayuda. A todos ellos nuestro agradecimiento. En todo caso, el congreso no hubiera sido posible sin el esfuerzo y ganas invertido por Víctor Costa, Pepa Masegosa e Isabel Márquez.

Dejamos en el tintero hablar de los instrumentos científicos del GTC para no alargar este artículo. En el próximo número trataremos de dar un resumen exhaustivo del estado de estos que, como bien se vio en el congreso de Granada, han levantado bastantes expectativas entre la comunidad.

J. Miguel Rodríguez Espinosa espinosa@ll.iac.es
Pedro Alvarez Martín pam@ll.iac.es

MIPS, el fotómetro de imagen multibanda para SIRTF: El instrumento y su ciencia

Introducción: SIRTF

En menos de aproximadamente un año está previsto el lanzamiento del satélite infrarrojo *SIRTF* (*Space InfraRed Telescope Facility*) en una órbita heliocéntrica. *SIRTF* es el cuarto y último elemento de la familia de Grandes Observatorios de NASA. Los tres primeros son el *Hubble Space Telescope*, el *Compton Gamma-Ray Observatory* y *Chandra*. El satélite *SIRTF* llevará a bordo un telescopio de 0.85 metros de diámetro y tres instrumentos científicos enfriados criogénicamente. Estos tres instrumentos nos permitirán obtener imágenes y espectroscopía en el rango espectral de $3-180\,\mu$m. La duración estimada de la misión es de dos años y medio como mínimo, aunque se espera una duración de cinco años. La sensibilidad, el tamaño de los detectores infrarrojos, la alta eficacia de observación y la larga vida de *SIRTF* lo hacen uno de los mejores observatorios en este rango espectral.

En este artículo se presenta una descripción de las caraterísticas instrumentales y posibilidades científicas de MIPS (*Multiband Imaging Photometer for SIRTF*), uno de los tres instrumentos que estarán operativos en *SIRTF*. Las principales características de MIPS incluyen imagen con filtros de banda ancha con longitudes de onda centrales de 24, 70 y 160 μm, y espectrofotometría de baja resolución (conocido como modo SED, *spectral energy distribution*) entre 55 y 96 μm. Los otros dos instrumentos instalados en *SIRTF* son IRAC (*InfraRed Array Camera*), con el que se podrán obtener imágenes simultáneamente en cuatro longitudes de onda: 3.6, 4.5, 5.8 y 8 μm, y IRS (*InfraRed Spectrograph*), que proporcionará espectroscopía de baja (R =60-120) y alta ($R \simeq 600$) resolución entre 5 y 40 μm.

MIPS

Descripción de los detectores de MIPS

Los tres instrumentos de *SIRTF* deberán trabajar independientemente, cada uno en su propia campaña de observación. Cuando MIPS esté en funcionamiento, la luz que entre en el telescopio se dirigirá desde tres zonas del plano focal a los tres detectores que constituyen MIPS. El primer detector (24 μm) es un *array* BIB (*blocked impurity band*) Si:As construido por Boeing, con un tamaño de 128×128 al cual se le ha aplicado un recubrimiento antireflejante para optimizar su funcionamiento a 24 μm. El segundo detector (70 μm) es un *array* Ge:Ga desarrollado en la Universidad de Arizona, con un tamaño de 32×32 y cuyo rango espectral de trabajo es de 50 a 100 μm. Este detector será el primer gran *array* de alta eficacia que trabaje en el infrarrojo lejano. El tercer detector (160 μm) es un *stressed array* Ge:Ga de tamaño 2×20, que es similar al detector de 70 μm. Como los detectores Ge:Ga solamente tienen un comportamiento fotoconductivo hasta 120 μm, para extender el rango de longitud de onda operativo de los detectores de Ge:Ga, a cada píxel se le aplica una fuerza mecánica que permite su utilización hasta aproximadamente 180 μm. Las propiedades fundamentales de los detectores de MIPS, tales como el tamaño del píxel, campo, resolución y longitudes de onda, se han resumido en la Tabla 1. Para más información referente a MIPS ver por ejemplo Heim et al. (1998).

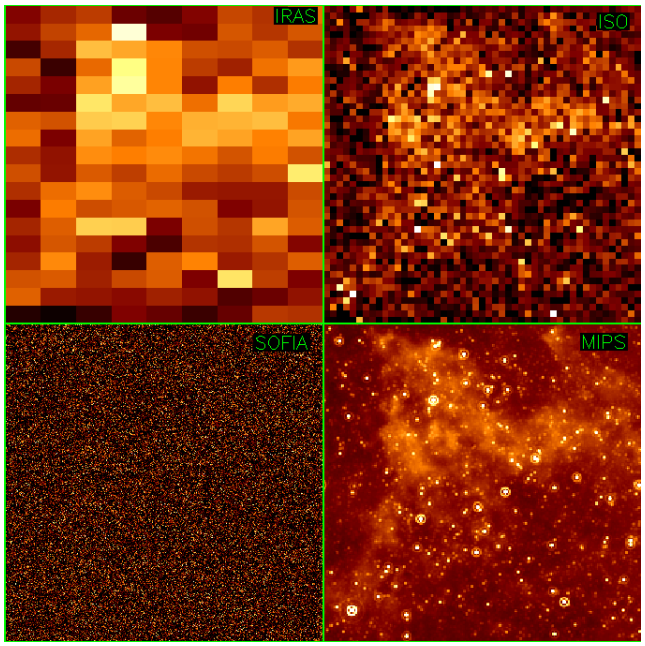


Figura 1: En esta figura se comparan imágenes en 70 μm generadas por IRAS, ISO, SOFIA y MIPS (de izquierda a derecha, y de arriba a abajo) en una escala logarítmica. Las imágenes se han simulado suponiendo una observación de 24 horas de integración, y teniedo en cuenta la sensitividad, escala de placa y tamaño de campo de cada instrumento. Esta figura es cortesía de Chad Engelbracht.

Modos de observación con MIPS

Los modos con los que se podrán obtener observaciones con MIPS son cuatro: fotometría (*photometry mode*), mapas de barrido (*scan map mode*), espectrofotometría de baja resolución o modo SED (*SED mode*) y modo de *total power*. El modo de fotometría se ha diseñado para obtener observaciones multibanda de objetos relativamente compactos, es decir con tamaños de menos de unos pocos minutos de arco. Este modo se puede usar también en alta resolución (*super resolution*) en 70 μm (véase Tabla 1). El modo de mapas de barrido (también conocido como *survey mode*) proporciona un mapeado eficiente para áreas del cielo grandes, usando el *scan mirror* del telescopio. Los modos de

Tabla 1: Propiedades de los detectores de MIPS

Banda	Modo	Detector	FOV (arcmin)	píxel (arcsec)	$\Delta\lambda$ (μm)	$\lambda/\Delta\lambda$
24 μm	Fotometría	Si:As 128×128	5.2×5.2	2.45	banda $20.5 - 26.5$	4.7
70 μm	Fotometría	Ge:Ga 32×32	5.3×5.3	9.9	banda $60 - 80$	19
70 μm	Alta resolución	Ge:Ga 32×32	2.6×2.6	4.9	banda $60 - 80$	19
70 μm	SED	Ge:Ga 32×24	$3.8 \times 0.32^{+}$	9.9	banda $55 - 96$	$15 - 25$
160 μm	Fotometría	*stressed* Ge:Ga 2×20	5.3×2.1	15.8	banda $140 - 180$	35

Nota: $^{+}$ La rendija tiene dos píxeles de ancho y 24 píxeles de largo.

fotometría y de mapas de barrido se pueden utilizar en los tres filtros de banda ancha de MIPS. Los campos que proporcionan los detectores de MIPS se dan en la Tabla 1 y sirven para determinar qué modo es el más adequado para cada determinado programa de observación. El modo SED se ha diseñado para obtener más información espectral de la que proporcionan los filtros de banda ancha. Para este modo de observación se utiliza una rendija de 2 píxeles de ancho, 24 de largo, y un grating. Este modo permite obtener espectros con resolución de $R = 15 - 25$. Por último, el modo de *total power* se utilizará cuando sea necesario obtener el flujo total de manera precisa para una fuente extensa (por ejemplo el fondo de luz zodiacal). En `http://sirtf.caltech.edu/SSC/MIPS/mips_aotintro.html` se puede encontrar una descripción detallada de los modos de observación de MIPS.

En la Figura 1 se presenta una simulación de una observación de 24 horas de integración de una zona el cielo a 70 μm con MIPS y se compara con simulaciones de observaciones similares con otros tres instrumentos infrarrojos: IRAS, ISO y SOFIA. Como se puede ver en esta figura, la imagen producida por IRAS tiene píxeles muy grandes, y únicamente puede detectar el cirro infrarrojo. La imagen de ISO, aunque tiene mejor resolución espacial, está limitada por la baja sensibilidad de los *arrays* y el pequeño campo de las imágenes. SOFIA tiene una resolución espacial mejor porque usa un telescopio más grande (2.5 metros), pero el campo de las imágenes es pequeño y la sensibilidad es baja porque el telescopio no usa óptica criogénica. Se estima que MIPS detectará fuentes unas cien veces más débiles que lo que se ha observado con otras exploraciones en el infrarrojo lejano (e.g., *IRAS* e *ISO*). Las curvas de sensibilidad de MIPS se pueden encontrar en `http://sirtf.caltech.edu/SciUser/MIPS/mips_sens.html` o en el capítulo 8 del Manual del Usuario de *SIRTF* `http://sirtf.caltech.edu/SciUser/Documents/SOM.html`.

Los programas extragalácticos de tiempo garantizado con MIPS

En esta sección se describen varios programas extragalácticos de tiempo garantizado (*GTO programs*) en los que estamos trabajando en Steward Observatory. Esta información puede servir como ilustración de las posibilidades observacionales que ofrece MIPS. Para una información más completa de todos los programas GTO aprobados para *SIRTF* se puede consultar:

`http://sirtf.caltech.edu/ROC/Titles_abstracts.html.`

El programa GTO MIPS de Exploraciones Cosmológicas

Recientemente, observaciones con *COBE* han demostrado que el fondo cósmico óptico e infrarrojo cercano tiene una intensidad que es aproximadamente igual a la del fondo cósmico en el infrarrojo lejano (Chary & Elbaz 2001, y referencias en el artículo). Esto implica que aproximadamente un 50% de la radiación ultravioleta y óptica que emiten las estrellas y otros objetos es absorbida por polvo y reprocesada térmicamente en el infrarrojo medio y lejano, y que el fondo extragaláctico infrarrojo contiene información esencial sobre la emisión, absorción y reemisión de fotones durante la historia del Universo. Su estudio es por lo tanto un elemento clave para las teorías de formación y evolución de galaxias.

El programa GTO MIPS de Exploraciones Cosmológicas es una colaboración entre diferentes grupos, uno de ellos en la Universidad de Arizona. Los objetivos principales de este programa son: (1) entender la evolución cosmológica de la tasa de formación estelar (SFR) obtenida a partir de la luminosidad infrarroja, y compararla con la evolución que se obtiene con otros indicadores (por ejemplo con las líneas de emisión ópticas Hα, [O II]λ3727, y en el ultravioleta); (2) estimar la fracción de la emisión en el infrarrojo medio y lejano que se debe a núcleos de galaxias activas (AGN) y su variación en escalas de tiempo cosmológicas; (3) resolver el fondo cósmico infrarrojo en galaxias y (4) buscar nuevos tipos de galaxias, en particular galaxias similares a las galaxias hiperluminosas descubiertas por IRAS pero a distancias mayores.

Se van a realizar tres exploraciones. 1. *Shallow Survey* o Exploración poco Profunda: se cubrirá un campo $9^\circ \times 9^\circ$ en el NOAO Deep Wide-Field Survey (NWDFS). 2. *Deep Survey* o Exploración Profunda: 6 campos de $0.4^\circ \times 0.4^\circ$. 3. *Ultradeep Survey* o Exploración Ultraprofunda: un campo de $70' \times 70'$

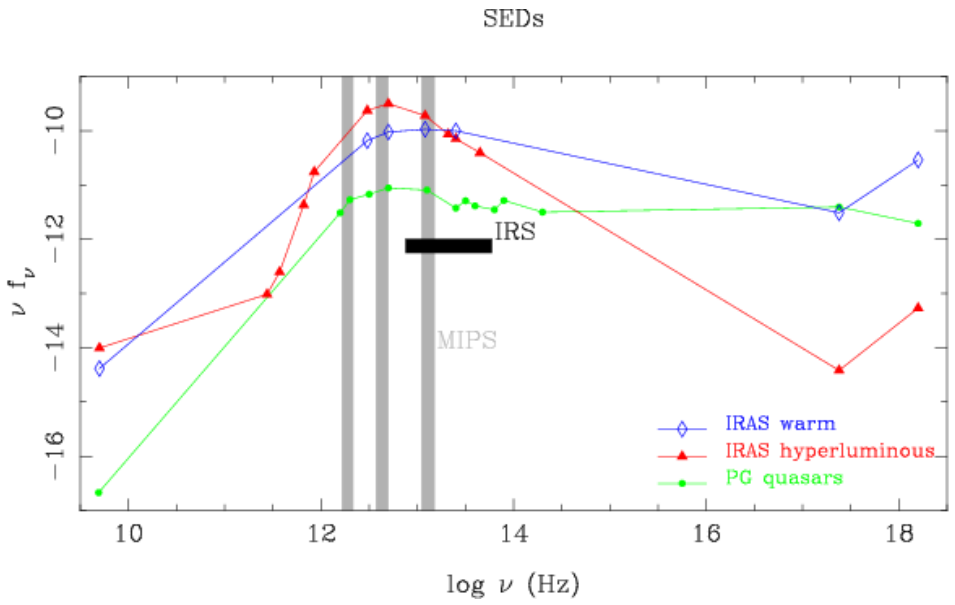


Figura 2: Distribuciones espectrales de energía promedio (escala arbitraria) de tres tipos de AGN en nuestra muestra: PG cuásares, galaxias IRAS *warm* y galaxias IRAS hiperluminosas. Se muestra también las bandas de MIPS en 24, 70 y 160 μm, y el rango espectral que cubre IRS.

(the Groth Strip). Para una descripción más detallada véase: `http://lully.as.arizona.edu/`.

Para este proyecto se van a obtener imágenes en 3.6, 4.5, 5.8, 8, 24, 70 y 160 μm con MIPS y IRAC, y se van a complementar con observaciones espectroscópicas con IRS, observaciones radio, rayos X (Chandra y XMM), óptico e infrarrojo cercano. Este programa tiene asignado un 5% de todo el tiempo de observación disponible con *SIRTF*. Posteriormente a la realización de la exploración poco profunda, se seleccionarán unas 50 galaxias para obtener observaciones espectroscópicas en el infrarrojo medio con IRS.

El programa GTO MIPS de Distribuciones Espectrales de Energía de AGNs

El programa GTO MIPS de distribuciones espectrales de energía tiene como objetivos fundamentales entender las propiedades en el infrarrojo medio y lejano de AGNs, y proporcionar patrones (*templates*) para la clasificación de galaxias que se descubran en las Exploraciones Cosmológicas que se van a llevan a cabo con MIPS. Las observaciones realizadas con IRAS y ISO han demonstrado que los AGNs emiten una gran cantidad de energía en el infrarrojo, y en la mayor parte de los AGNs locales (galaxias Seyfert y radio quiet quasars) esta emisión se debe a polvo calentado por el núcleo activo (véase por ejemplo Sanders et al. 1989, Clavel et al. 2000, Wilkes 2001).

Para este programa hemos seleccionado AGNs basándonos en diferentes propiedades observacionales: emisión óptica (cuásares PG), emisión en radio (catálogo 3C), emisión infrarroja (galaxias *IRAS* hiperluminosas y *warm*), y emisión en rayos X. De los catálogos completos de AGNs se han seleccionado los objetos más brillantes (normalmente entre diez y veinte de cada clase) con desplazamientos al rojo menores que 0.4. El catálogo de AGNs locales se ha complementado con una pequeña muestra de AGNs a alto desplazamiento al rojo para estudiar las tendencias evolutivas. Todos estos AGNs se van a observar con MIPS en 24, 70 y 160 μm. Aproximadamente la tercera parte de la muestra se observará también en modo espectrofotométrico entre 50 y 90 μm, y con espectroscopía de alta y baja resolución con IRS.

En la Figura 3 se muestran distribuciones espectrales de energía promedio desde rayos X duros hasta radio de tres tipos de AGNs en nuestra muestra: quasares PG, galaxias *IRAS warm* e hiperluminosas. También se muestra la localización de los filtros de banda ancha de MIPS y el rango espectral que cubrirá IRS. Los datos infrarrojos medio y lejano se han compilado de observaciones previas con IRAS y ISO. Sin embargo estas observaciones sólo están disponibles para un porcentaje pequeño de nuestra muestra de AGNs. Las observaciones con MIPS y IRS nos van a permitir llegar a límites de detección más profundos.

El programa GTO MIPS de Galaxias con Formación Estelar Cercanas

Las galaxias *starburst* son galaxias que están formando estrellas con una gran eficacia llegando a ser de hasta varias decenas de masas solares por año. Estas galaxias tienen luminosidades bolométricas de hasta $10^{12}\,L_\odot$, y en la mayoría de los casos las luminosidades bolométricas están dominadas por la emisión en el in-

frarrojo lejano. Heckman (1998) demostró que la mayor parte de la formación estelar de alta masa en el universo local ocurre en este tipo de galaxias, y que por lo tanto las galaxias *starburst* contribuyen a la mayor parte de la masa luminosa del universo local. Las observaciones realizadas con ISO han proporcionado resultados interesantes. Por ejemplo, la emisión del continuo en el infrarrojo medio (5–20 μm) de galaxias *starburst* está dominada por la emisión de granos de polvo pequeños en no equilibrio y por la emisión de hidrocarbonos policíclicos aromáticos o PAHs (Helou et al. 2000). En el infrarrojo lejano la emisión está dominada por la emisión térmica de granos de polvo grandes en equilibrio térmico.

Además en el rango espectral del infrarrojo medio existen líneas de emisión (por ejemplo, [Ne II] 12.8 μm) que se pueden utilizar como estimadores de la tasa de formación estelar en galaxias con extinciones altas, donde por ejemplo Hα estará casi completamente oscurecida.

En este programa se van a obtener imágenes con MIPS y IRAS, y espectroscopía con IRS de una muestra de galaxias *starburst* cercanas con un rango de luminosidades y metalicidades. En este momento ya disponemos de datos complementarios para las galaxias de este programa, bien en la literatura (por ejemplo en Engelbracht 1997) o están siendo obtenidos por nuestro grupo, incluyendo imágenes y espectroscopía en el infrarrojo cercano (1–2.5 μm). Estos datos se van a comparar con modelos de síntesis evolutiva para determinar propiedades fundamentales de estas galaxias, tales como la edad del brote de formación estelar, la tasa de formación estelar, masa en estrellas, la extinción, y determinar la dependencia de estas propiedades con la luminosidad y metalicidad de la galaxia.

Este programa va a proporcionar información muy valiosa para el entendimiento e interpretación de las propiedades de galaxias con formación estelar a distancias cosmológicas que se van a detectar en el programa de exploraciones cosmológicas que se ha descrito en la seccion 3.1.

Resumen

Algunas direcciones útiles donde se puede obtener información referida a *SIRTF* y MIPS en particular:

Información sobre *SIRTF*, instrumentos de *SIRTF* y el *SIRTF* Science Center: `http://sirtf.caltech.edu/`:

Modos de Observación de MIPS:
`http://sirtf.caltech.edu/SSC/MIPS/mips_aotintro.html`

Curvas de sensibilidad de MIPS:
`http://sirtf.caltech.edu/SciUser/MIPS/mips_sens.html`

Manual del Usuario de *SIRTF*:
`http://sirtf.caltech.edu/SciUser/Documents/SOM.html`

Programas de tiempo garantizado de *SIRTF*:
`http://sirtf.caltech.edu/ROC/Titles_abstracts.html`

Agradecimientos

Nos gustaría agradecer a Amaya Moro-Martín, Geor-ge Rieke, Chad Engelbracht, Hervé Dole, Dean Hines y el resto del MIPS Instrument Team en la Universidad de Arizona por la ayuda prestada para la realización de este artículo.

Referencias

[1] Chary, R., & Elbaz, D. 2001, ApJ, 556, 562

[2] Clavel, J. et al. 2000, A&A, 357, 839

[3] Engelbracht, C. W. 1997, Tesis Doctoral, University of Arizona

[4] Heckman, T. M., 1998, in ASP Conf. Ser. 148, Origins, ed. C. E. Woodward, J. M. Shull, & H. A. Thronson, Jr. (San Francisco: ASP), 127

[5] Heim, G. B. et al. 1998, SPIE, 3356, 985

[6] Helou, G. et al. 2000, ApJ, 532, L21

[7] Sanders, D. B. et al. 1989, ApJ, 347, 29

[8] Wilkes, B. J. 2001, NewAR, 45, 641

Almudena Alonso Herrero `aalonso@as.arizona.edu`

Chorros relativistas de origen estelar: los microcuásares

Josep Maria Paredes Poy josep@am.ub.es

Departament d'Astronomia i Meteorologia,
Universitat de Barcelona

Josep Martí Ribas jmarti@ujaen.es

Departamento de Física, Universidad de Jaén

Abstract

Galactic microquasars are certainly one of the most recent additions to the field of high energy Astrophysics. These new objects are just X-ray binaries with the ability to generate relativistic jets and their interest has been growing fast during the last decade. Today, they represent primary targets for all space based observatories working in the X-ray and γ-ray domains. Behind such interest, there is hope that their study will assist us to understand some of the analog phenomena observed in distant quasars and active galactic nuclei, which share with microquasars practically the same scaled-up physics. Microquasars are also believed to be among the different kind of sources responsible for the violent and ever changing appearance of the γ-ray sky. In this paper we review the general situation of the microquasar topic, their identification and study, including comments on the recent observational and theoretical discoveries most relevant in our opinion.

Resumen

Los microcuásares en la Galaxia constituyen sin duda una de las más recientes aportaciones en Astrofísica de altas energías. El estudio de estos novedosos objetos, sistemas binarios de rayos X con eyecciones de plasma relativista, se ha extendido con rapidez en la última década y representan un objetivo de primer orden para la generación actual de observatorios espaciales de rayos X y rayos γ. Tras este inusitado interés existe la esperanza fundada de que su estudio pueda contribuir a comprender mejor fenómenos análogos, en cuásares y otros núcleos de galaxias activas, que comparten con ellos una física común salvando las diferencias de escala. Se cree también que los microcuásares se cuentan entre los responsables del carácter violento y mutable del firmamento de rayos γ, el cual apenas empezamos a vislumbrar. En este artículo pasamos revista al estado general sobre el tema de los microcuásares, su identificación y estudio, a la vez que exponemos cuáles son los recientes hallazgos observacionales y teóricos a nuestro juicio más relevantes.

Introducción

El término **microcuásar** se ha generalizado en los últimos años para designar a las estrellas binarias de rayos X capaces de eyectar chorros colimados de plasma relativista perpendicularmente al disco de acreción. Esta denominación se justifica por la extraordinaria analogía que estos sistemas presentan con los cuásares, y otros núcleos activos de galaxias (AGNs), situados a distancias cosmológicas (Mirabel & Rodríguez 1999). Más adelante profundizaremos en detalle sobre las similitudes entre ambos tipos de objetos.

Los chorros o *jets* de plasma son los responsables de la emisión no térmica, de origen sincrotrón, detectada en los microcuásares y constituyen sin duda su rasgo observacional más característico. El primer caso descubierto, el sistema SS 433 (véase Margon et al. 1984), fue considerado una rareza o curiosidad durante muchos años. En él, los chorros son eyectados al espacio en direcciones opuestas con una velocidad de $0.26c$ y precesionan con un período de 163 días. Su evolución puede seguirse mediante imágenes radio-interferométricas de gran resolución angular o por medio de las líneas de emisión generadas en los chorros, cuyo corrimiento al rojo (o al azul) está de acuerdo con el modelo de precesión. SS 433 es el único microcuásar para el que se han detectado tales líneas producidas en los propios chorros, las cuales demuestran la naturaleza bariónica del material eyectado (al menos en este caso).

Los hallazgos recientes apuntan a que los microcuá-sares son en realidad mucho más abundantes de lo que se pensaba. Algunos autores sugieren incluso que detrás de toda binaria de rayos X con emisión de radio no térmica se esconde un sistema con chorros (Fender 2001). Cuando menos, prácticamente siempre que se ha resuelto la emisión radio, ésta aparece elongada de modo compatible con la presencia de éstos. En este sentido, es muy posible que la mera detección de emisión radio en una binaria de rayos X sea un indicio fiable de la presencia de chorros de plasma, del mismo modo que la emisión de rayos X se considera una evidencia de acreción de masa en el sistema. La verificación de esta sugerencia deberá esperar a una mejora substancial de la sensibilidad y resolución angular de los interferómetros radio, como en su momento será el VLA ampliado (EVLA).

El espectro de los microcuásares se extiende desde las ondas de radio hasta muy probablemente los rayos γ de más alta energía. Por ello, un estudio completo de los mismos requiere necesariamente de un enfoque multilongitud de onda, empleando instrumentos de observación tanto en Tierra como en el espacio. El interés que estos sistemas han despertado entre los astrónomos tiene a nuestro juicio dos motivaciones principales. De un lado, los microcuásares constituyen un excelente banco de pruebas para estudiar con comodidad y rapidez los fenómenos de acreción y eyección de masa en el entorno de un campo gravitatorio intenso ligado a un agujero negro. Por ejemplo, hasta la fecha han permitido cons-

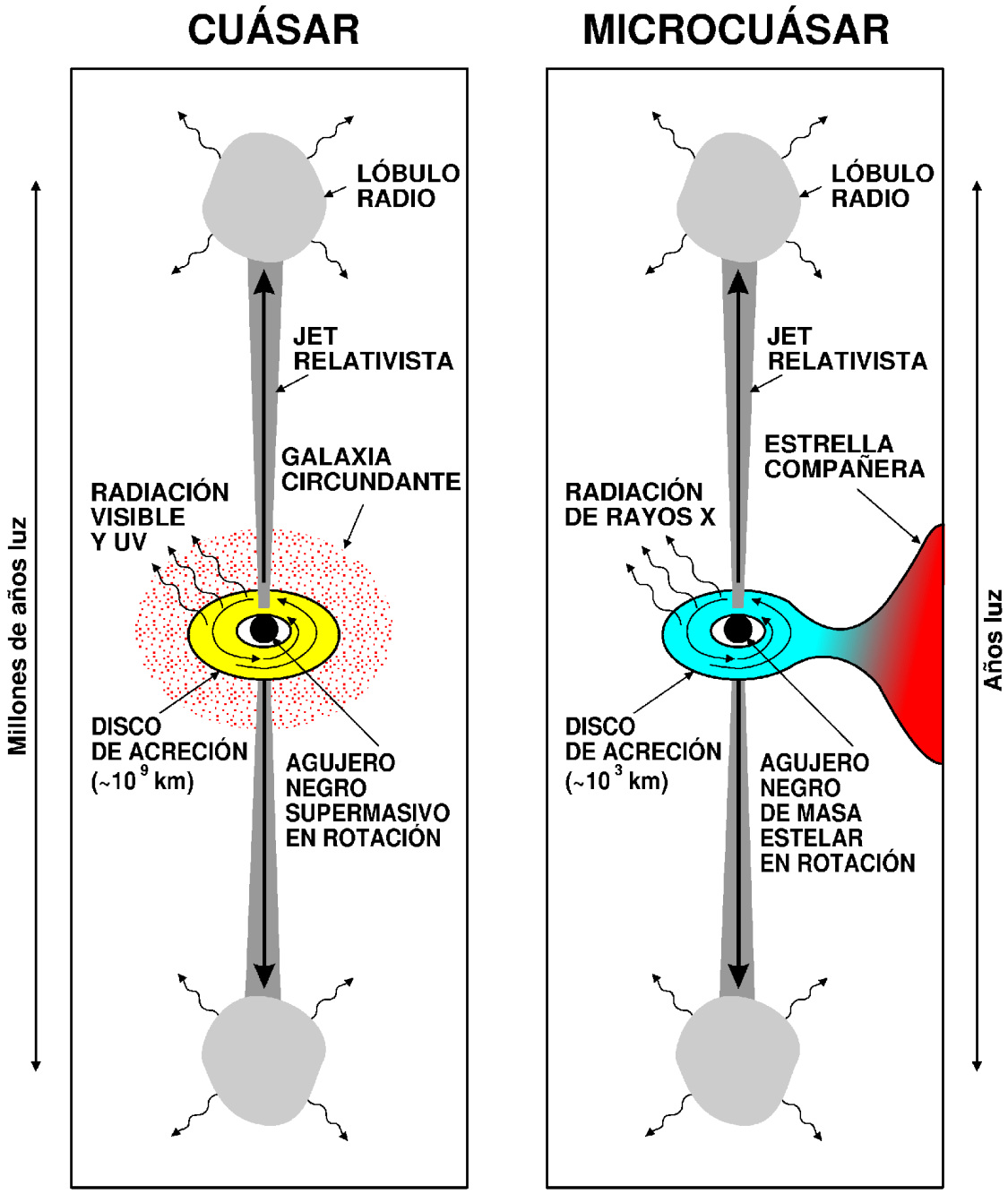


Figura 1: Ilustración comparativa de la analogía entre los cuásares y los microcuásares, a pesar de las diferencias extremas en el orden de magnitud de los parámetros físicos involucrados (Mirabel y Rodríguez 1998).

tatar la conexión directa entre las inestabilidades del disco de acreción y la formación de los chorros en el microcuásar candidato a agujero negro GRS 1915+105 (Fender et al. 1997a; Mirabel et al. 1998). Por otro lado, los microcuásares aparecen como una posible explicación de algunas de las fuentes, no identificadas, de rayos γ de alta energía detectadas por el experimento EGRET a bordo del satélite COMPTON-GRO. El caso de LS 5039 es hasta ahora el mejor exponente de la conexión propuesta entre microcuásares y fuentes EGRET no identificadas (Paredes et al. 2000).

Cuásares y microcuásares: una analogía sobre ocho órdenes de magnitud

La analogía cuásar-microcuásar, ilustrada en la Figura 1, va más allá de una mera similitud morfológica. Hay suficientes evidencias que inducen a creer que la física involucrada en ambas clases de objectos es en el fondo la misma o, cuando menos, muy parecida. Únicamente serían diferentes los órdenes de magnitud

de los parámetros más sobresalientes, en especial la masa del objeto compacto. Por ejemplo, el origen último de la luminosidad observada en ambos casos resulta de la captura, o *acreción*, de materia por parte de éste. Se cree que en el núcleo de los cuásares existe un agujero negro supermasivo de $M \sim 10^7$-10^9 masas solares ($M_\odot$). En contraposición, el agujero negro de un microcuásar tendría sólo unas $M \sim 10\ M_\odot$ y sería de origen estelar. Una fracción de la energía cinética liberada por unidad de tiempo por la materia capturada se transformaría en luminosidad L. Para un cálculo aproximado podemos tomar:

$$L \simeq \frac{1}{2}\,\dot{M}\,V^2 = \frac{G\,M\,\dot{M}}{R} \qquad (1)$$

donde G es la constante de la gravitación universal, R el radio del objeto compacto, $\dot{M}$ su ritmo de acreción de materia y $V = \sqrt{2\,G\,M/R}$ la velocidad de caída libre de ésta. Tomando R igual a $R_s = 2\,G\,M/c^2$ (radio de Schwarzschild[1]) para un agujero negro tenemos:

$$L \simeq \frac{1}{2}\,\dot{M}\,c^2. \qquad (2)$$

En otras palabras, la acreción de masa por parte de un objeto compacto y colapsado ofrece una fuente de energía muy eficiente. De acuerdo con la ecuación 2, una fracción significativa de la energía en reposo de la masa capturada puede ser convertida en radiación. En la práctica esta fracción es probablemente de un 10% en lugar del optimista factor 1/2 de esta sencilla estimación. La luminosidad observada alcanza valores representativos de $L \sim 10^{47}$ erg s^{-1} en cuásares y de $\sim 10^{37}$ erg s^{-1} en microcuásares. Los ritmos de acreción correspondientes son entonces de $\dot{M} \sim 10\ M_\odot$ año^{-1} y $\sim 10^{-9}\ M_\odot$ año^{-1}, respectivamente. Este flujo de materia capturada por el agujero negro provendría de la galaxia anfitriona en el caso del cuásar, y de la estrella compañera en el caso de un microcuásar (Figura 1).

La incorporación de materia al agujero negro acostumbra a realizarse a través de un disco de acreción, perpendicularmente al cual son eyectados los chorros de plasma relativista. La materia del disco va perdiendo momento angular y decae en una trayectoria espiral hacia el agujero negro. La pérdida de momento angular tiene lugar por disipación viscosa, lo cual implica un calentamiento del disco. La temperatura de cuerpo negro que se alcanza entonces en la última órbita estable alrededor de un agujero negro, acretando al límite de Eddington[2], viene dada por:

$$T \sim 2 \times 10^7\ M^{-1/4}, \qquad (3)$$

con T expresada en Kelvin y M en $M_\odot$ (Rees 1984). La temperatura resulta ser de $\sim 10^5$ K y $\sim 10^7$ K para

[1] El radio de Schwarzschild es el de un objeto con velocidad de escape igual a la velocidad de la luz. Nada podrá pues escapar si el objeto se vuelve más compacto que este valor, tal como sucede en los agujeros negros.

[2] El ritmo de acreción de Eddington es aquel valor de $\dot{M}$ que proporciona una luminosidad tal que la fuerza debida a la presión de radiación se hace comparable a la fuerza de la gravedad.

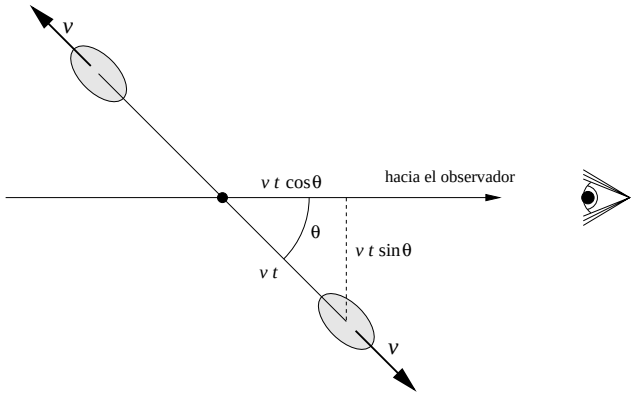


Figura 2: Esquema de la eyección antiparalela de un par de nubes idénticas de plasma relativista.

cuásares y microcuásares, respectivamente. La primera temperatura corresponde al rango de la radiación óptica y ultravioleta. Por contra, la segunda es más propia del dominio de los rayos X. No es de extrañar por tanto que los cuásares fueran descubiertos mucho antes que los microcuásares. Para estos últimos, era necesario que la tecnología madurara lo suficiente como para poder situar telescopios de rayos X a bordo de satélites en órbita terrestre.

Otro aspecto importante de los microcuásares es su alta variabilidad en escalas cortas de tiempo. Tomando el radio de Schwarzschild como dimensión característica de las regions más calientes del disco de acreción, estas escalas temporales vendrán dadas por $\tau \sim R_s/c \propto M$. Se espera entonces que fenómenos como la acreción de materia, acompañada de producción de chorros de partículas relativistas, se manifiesten en variaciones observables de la luminosidad en escalas temporales proporcionales a la masa del agujero negro. Por tanto, todos estos fenómenos tendrían lugar mucho más rapidamente en el caso de los microcuásares al tener estos una masa M mucho menor. La diferencia entre seis y ocho órdenes de magnitud en el parámetro M hace que, en la práctica, unos pocos minutos de observación de un microcuásar puedan equivaler a decenios, o incluso a miles de años, en la vida de un cuásar.

Estudiando entonces un microcuásar resulta posible presenciar fenómenos completamente inaccesibles en los cuásares extragalácticos debido a la poca longevidad de una vida humana. Este es principalmente el motivo que despierta más expectación y hace que se considere a los microcuásares como una auténtica piedra Rosetta para la comprensión de los fenómenos que ocurren en los cuásares y otros núcleos de galaxias activas.

Efectos relativistas

Las observaciones de microcuásares, realizadas con inteferómetros en longitud de onda radio, son las que sin duda han permitido observar de modo directo algunos de los fenómenos más espectaculares que se producen en

estos sistemas. Mediante instrumentos como el VLA, VLBA o MERLIN, todos ellos capaces de proporcionar resoluciones angulares por debajo del segundo de arco, es posible seguir día a día la trayectoria y el decaimiento de la emisión de las nubes de plasma (plasmones) en los chorros lanzados al espacio por los microcuásares según direcciones opuestas. Las enormes velocidades implicadas hacen que los efectos previstos por la Relatividad Especial se manifiesten en toda su intensidad, debiendo ser tenidos en cuenta para la correcta interpretación de los datos observacionales. Entre estos efectos, destaca el espejismo del movimiento a velocidad mayor que la de la luz y la diferencia de brillo aparente entre el chorro que se acerca y el que se aleja de nosotros. Este último efecto está causado por la aberración relativista de los rayos luminosos.

El movimiento aparentemente superlumínico

Supongamos que una fuente eyecte en direcciones opuestas dos nubes de plasma idénticas como se muestra en la Fig. 2. La eyección tiene lugar con una velocidad $v = \beta\ c$ según una dirección que forma un ángulo θ con la visual del observador terrestre. La ilusión del movimiento superlumínico se produce entonces como consecuencia de una velocidad de eyección cercana a la de la luz y un ángulo pequeño de ésta con la visual. Este fenómeno puede entenderse considerando las posiciones de las dos condensaciones en función del tiempo t, contado a partir del momento de la eyección. El hecho de que la condensación que se aproxima va reduciendo su distancia en la cantidad $v\ t \cos\theta$ hace que su luz realice un viaje hacia el observador cada vez más corto. Cuando se tienen en cuenta los tiempos de llegada de los fotones, la velocidad aparente que nosotros medimos viene dada por:

$$v_{a,r} = \frac{v\ \sin\theta}{(1 \mp \beta\ \cos\theta)}, \qquad (4)$$

para la nube que se acerca y para la que retrocede, respectivamente. La presencia del signo menos, correspondiendo a la nube que se acerca, implica que el valor de v_a puede ser en principio arbitrariamente elevado, siempre y cuando β y $\cos\theta$ tiendan a 1. El primer objeto encontrado en nuestra Galaxia con movimiento superlumínico fue GRS 1915+105 (Mirabel & Rodríguez 1994). Hasta ese momento, esta ilusión relativista sólo se había observado en objetos extragalácticos como los cuásares. En la Fig. 3 se muestra la evolución temporal de la erupción de abril de 1994 de GRS 1915+105, donde se puede apreciar la eyección bipolar de dos plasmones que se alejan del objeto central. Las estimaciones de distancia cinemática mediante observaciones de hidrógeno neutro indican que GRS 1915+105 se encuentra a 12.5 kpc de nosotros. Ello implica que los movimientos propios observados en los plasmones corresponden a velocidades aparentes de 1.25 y 0.65 veces la velocidad de la luz.

Aberración relativista

Este efecto se conoce habitualmente en la literatura científica como *Doppler boosting*. Supongamos que las

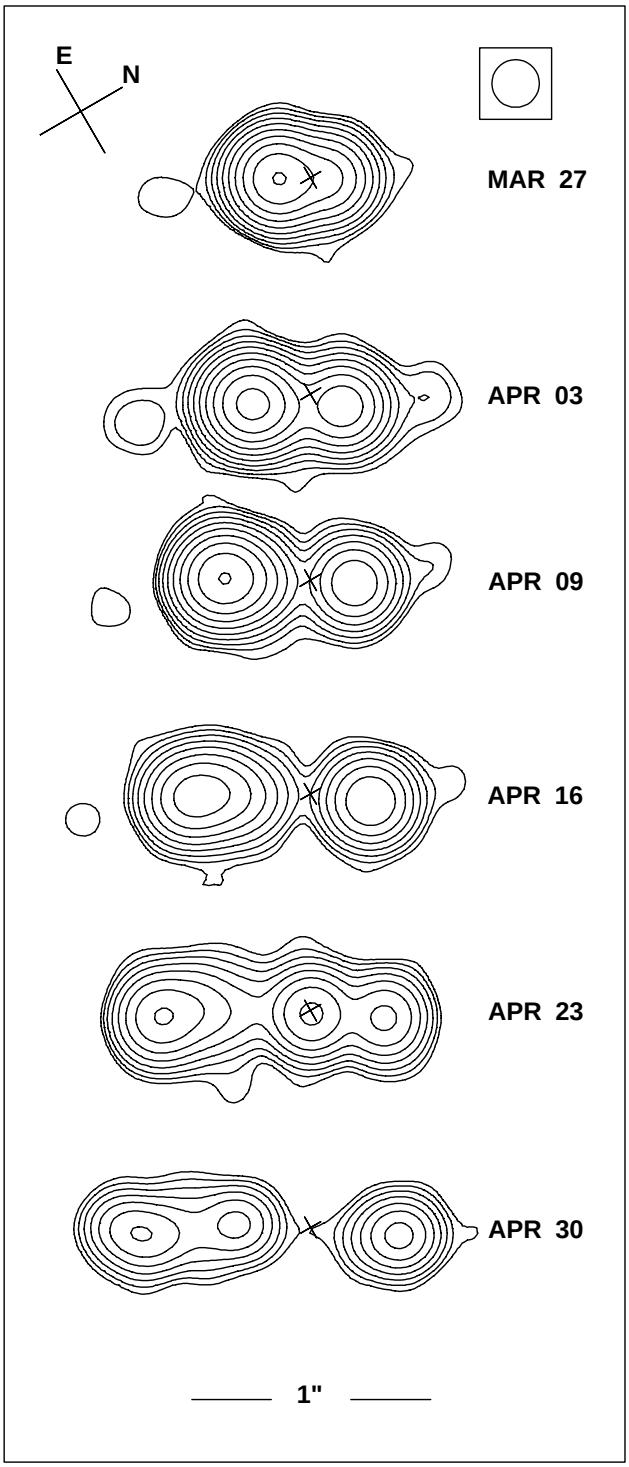


Figura 3: Imágenes obtenidas por Mirabel & Rodríguez (1994) que muestran la evolución temporal de la eyección superlumínica de dos plasmones relativistas en el microcuásar GRS 1915+105. El chorro de plasma que se acerca al observador es el de la izquierda y el que se aleja el de la derecha. El primero aparece más brillante y con movimiento propio mayor que el segundo debido a los efectos relativistas mencionados en el texto.

nubes de plasma eyectadas en direcciones opuestas sean idénticas y con una densidad de flujo de radiación S_0 en su respectivo sistema de referencia (Fig. 2). El espectro sincrotrón de cada nube, en función de la frecuencia ν, se caracteriza por una expresión potencial del tipo $S_0 \propto \nu^{\alpha}$, siendo α el índice espectral ($\alpha \simeq -0.7$ típicamente). Cuando se hace la transformación relativista al sistema de referencia del observador, las densidades de flujo transformadas resultan ser diferentes de S_0. Designemos por $S_{a,r}$ la densidad de flujo observada proviniente de la nube que se acerca y la de la que retrocede, respectivamente. La relación entre la densidad de flujo emitida y la observada viene dada entonces por:

$$S_{a,r} = \frac{S_0}{[\gamma\ (1 \mp \beta\ \cos\theta)]^{k-\alpha}}, \qquad (5)$$

donde $\gamma = 1/\sqrt{1-\beta^2}$ es el factor de Lorentz y la constante k toma los valores 3 o 2 según se trate de nubes discretas o de un chorro continuo, respectivamente.

Si θ es pequeño ($\leq 10°$) y β tiende a 1, el brillo de la nube que se acerca puede verse amplificado considerablemente y aparecer miles de veces más brillante que la que se aleja. Éste es el llamado favoritismo Doppler, que sólo nos deja ver un lado del chorro en cuásares lejanos donde es necesaria una fuerte amplificación en la emisión del plasma eyectado para ser detectable. En la Fig. 3 se aprecia también como el plasma del chorro eyectado hacia nosotros, con movimiento propio mayor, aparece apreciablemente más brillante que el que se aleja debido a la aberración relativista.

Disco de acreción y eyección de los chorros

La existencia de chorros colimados de plasma relativista en sistemas binarios de rayos X ha ido adquiriendo una importancia creciente en los últimos tiempos. Las observaciones actuales demuestran, cada vez más, el amplio rango espectral que abarca la emisión sincrotrón de tales flujos colimados, desde el dominio radio hasta el infrarrojo cercano y posiblemente a longitudes de onda menores. Más aún, la luminosidad directamente asociada con ellos es probable que alcance cuando menos el $\sim$ 10% del total (Fender 2001). Poco a poco, entre la comunidad astrofísica empieza a extenderse el convencimiento de que la física del proceso de acreción de masa sobre un agujero negro no puede entenderse correctamente desligándolo de la presencia de chorros.

Los modelos teóricos que intentan comprender cómo se forman los chorros y cuál es su conexión con el disco de acreción tienen un precedente importante en el trabajo de Blandford & Payne (1982). Estos autores exploraron la posibilidad de extraer la energía y momento angular del disco de acreción por parte de un campo magnético cuyas líneas de fuerza se extienden a grandes distancias desde la superficie del disco. Su resultado principal fue confirmar la posibilidad teórica de generar un flujo de la materia del propio disco hacia el exterior, siempre y cuando el ángulo entre el disco y las líneas de campo fuera menor que 60°. Posteriormente, el flujo de materia es colimado a grandes distancias del disco por la acción de la componente toroidal del campo magnético. Se formaban así un par de chorros emergiendo en direcciones opuestas y perpendicularmente al plano del disco de acreción.

En el escenario teórico de Blandford & Payne (1982) existe una relación directa entre el disco de acreción y la génesis de los chorros. Confirmar observacionalmente esta conexión íntima entre ambos no es en absoluto una tarea fácil. Las eyecciones colimadas del microcuásar superlumínico GRS 1915+105 constituyen, posiblemente, uno de los casos mejor estudiados que apoyan este punto de vista. En la Figura 4, tomada de Mirabel et al. (1998), se muestran observaciones simultáneas en longitudes de onda radio, infrarrojas y de rayos X. Los datos muestran el desarrollo de una erupción radio, con una densidad de flujo máxima de unos 50 mJy, como consecuencia de una eyección bipolar de plasma colimado que se observó con el VLA. Sin embargo, antes de la erupción radio tuvo lugar claramente una erupción precursora en el infrarrojo. La interpretación más sencilla de estas curvas de luz es suponer que ambas erupciones, radio e infrarroja, se deben a radiación sincrotrón generada por los mismos electrones relativistas del plasma eyectado. La expansión adiabática de las nubes de plasma hace que los electrones vayan perdiendo energía y, en consecuencia, el máximo espectral de la radiación sincrotrón se desplaza progresivamente del dominio infrarrojo al dominio radio del espectro.

Por otro lado, en la Fig. 4 no es menos importante el comportamiento de los rayos X y de su índice de dureza asociado. La emergencia de las nubes de plasma, causantes de las erupciones radio e infrarroja, parece estar ligada a la disminución y endurecimiento abrupto de la emisión X del sistema (8.08-8.23 h UT en la figura). La caída del flujo X se interpreta como la desaparición, o vaciado, de las regiones más internas del disco de acreción (Belloni et al. 1997), parte de cuya materia será eyectada perpendicularmente al disco formando los chorros, y el resto capturada por el agujero negro central. Mirabel et al. (1998) proponen además que el instante cero de la eyección coincide con el pico aislado de rayos X simultáneo con la caída del índice de dureza (8.23 h UT). La recuperación de la emisión X a partir de ese momento se debe al rellenado progresivo del disco de acreción con nueva materia acretada hasta alcanzarse la última órbita estable.

Este tipo de comportamiento en las curvas de luz de GRS 1915+105 se ha observado reiteradamente por parte de diversos autores (por ejemplo Fender et al. 1997a; Eikenberry et al. 1998), consituyendo un sólido argumento de la llamada simbiosis entre chorros y discos de acreción. Todos los eventos observados se sucedieron en apenas media hora y sus equivalentes en cuásares o AGNs tardarían posiblemente mucho más en

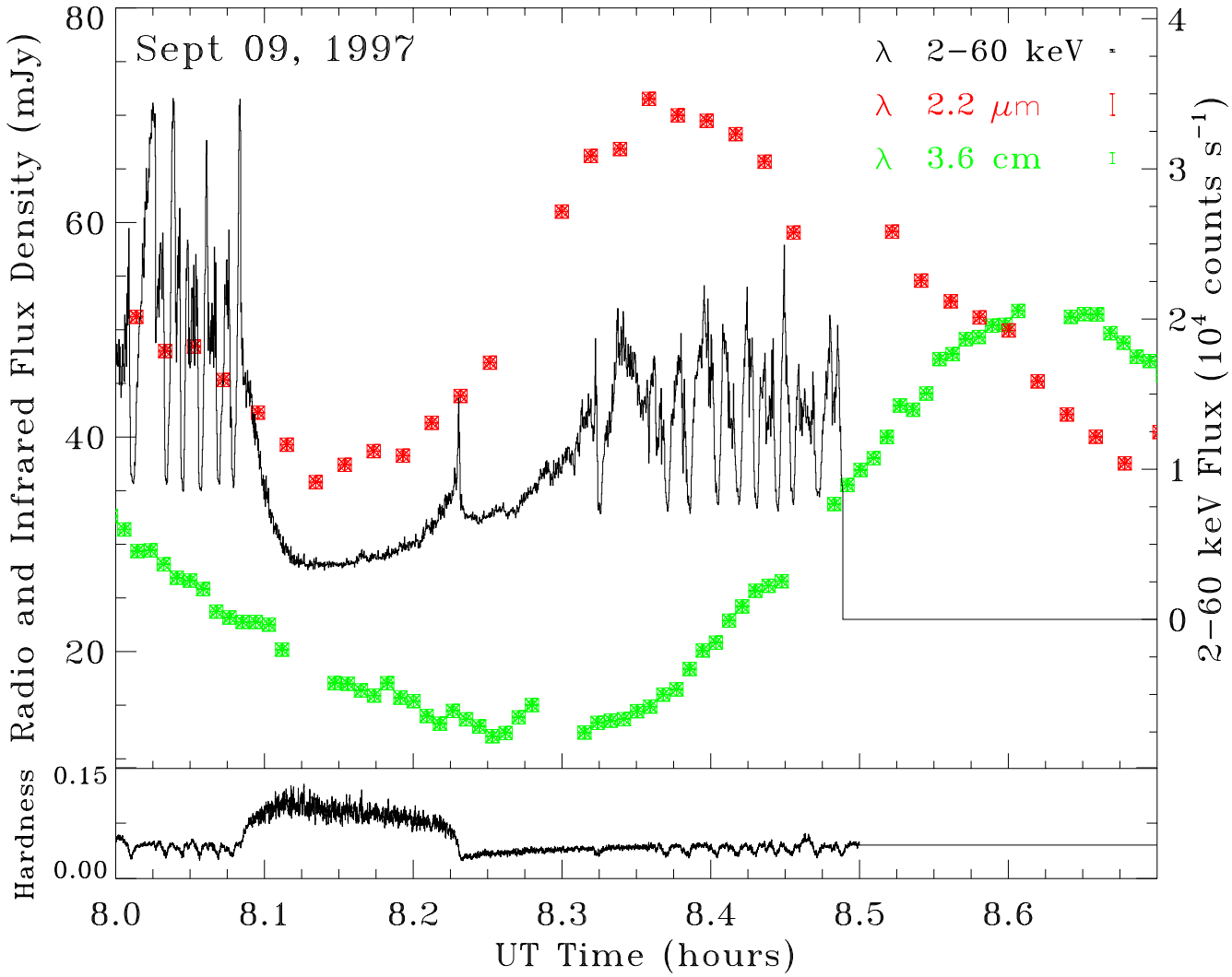


Figura 4: Comportamiento multi-longitud de onda del microcuásar GRS 1915+105 detectado el 9 de Septiembre de 1997 (Mirabel et al. 1998). Los datos radio a 3.6 cm (cuadrados grises) fueron obtenidos con el interferómetro VLA; las observaciones infrarrojas a 2.2 μm (cuadrados negros) son de UKIRT y la curva continua es la emisión en rayos X (2-60 keV) observada por el satélite RXTE. Estas observaciones demuestran la conexión entre el vaciado, y posterior regeneración de las zonas más internas del disco de acreción, con la eyección de nubes de plasma relativista cuya radiación sincrotrón se detecta en longitudes de onda radio e infrarrojas.

desarrollarse (algunos años como mínimo). Dentro de la complejidad de las curvas de luz de GRS 1915+105, los episodios de caída de la emisión X con un endurecimiento asociado recuerdan en parte al llamado estado *low/hard* característico de los candidatos a agujero negro persistentes (Cygnus X-1, 1E 1740.7−2942, GRS 1758−258 y GX339−4). Las transiciones hacia dicho estado están siempre acompañadas de emisión radio persistente, y de espectro plano, que se cree generada por la creación continuada de chorros compactos parcialmente autoabsorbidos. En la Fig. 5 se muestra una de estas transiciones observada en el candidato a agujero negro y también microcuásar GX 339−4 (Fender et al. 1999b).

Es relevante mencionar aquí que, muy recientemente, ha sido publicado un trabajo observacional de Marscher et al. (2002) presentando evidencias sobre la simbiosis chorro/disco de acreción también en un AGN. Se trata concretamente de la galaxia 3C 120 donde, al igual que en GRS 1915+105, los episodios de eyección de plasma superlumínico observados mediante VLBI se suceden tras la caída y endurecimiento de la emisión de rayos X. Tales eventos son recurrentes tras un lapso del orden de un año, lo cual es compatible con una masa del objeto compacto de $\sim 10^7\ M_\odot$. Semejantes observaciones contribuyen a reforzar la idea de continuidad entre los microcuásares galácticos y el resto de AGNs del Universo.

No cabe duda de que aún queda mucho trabajo por hacer hasta que se logre una comprensión adecuadamente satisfactoria de los mecanismos físicos involucrados en la formación de los chorros y su relación con el disco de acreción. Sin embargo, los progresos teóricos en este punto no han sido tampoco despreciables desde

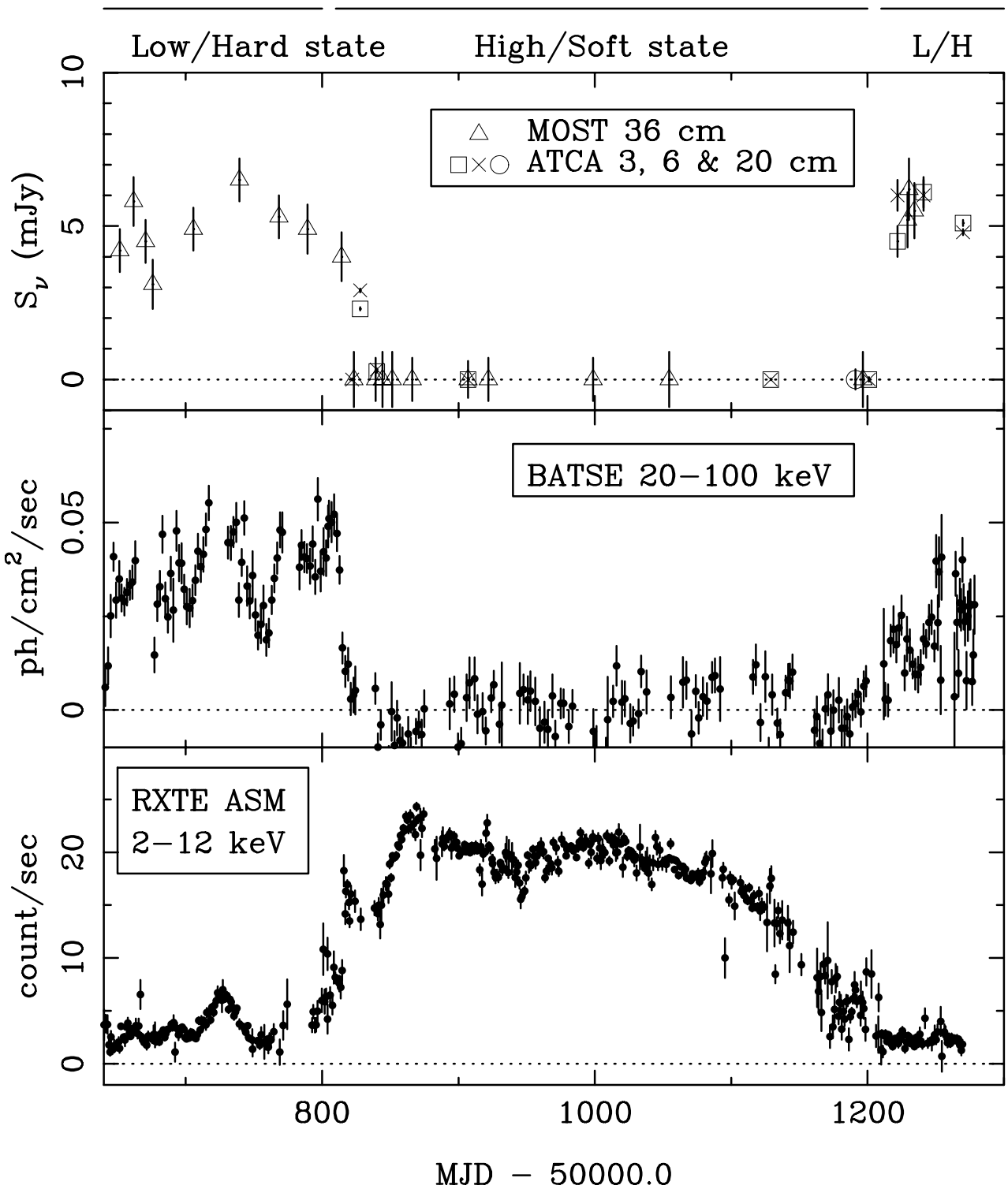


Figura 5: Observaciones radio (ATCA y MOST), rayos X duros (BATSE) y rayos X blandos (RXTE) del candidato a agujero negro GX 339−4 (Fender et al. 1999b) durante casi dos años. Los datos ilustran como la transición del estado *high-soft* al estado *low-hard* conlleva la aparición de emisión radio atribuida a la creación de chorros persistentes en el sistema.

Blandford & Payne (1982) y otros autores. Actualmente la presencia de los chorros empieza a ser un elemento a tener en cuenta obligatoriamente en los modelos de discos de acreción. Por ejemplo, los últimos resultados numéricos de Koide et al. (2002) indican que los chorros y el campo magnético, anclado al disco de acreción en las proximidades del horizonte del agujero negro, juegan un papel esencial en la extracción de la energía rotacional de éste. Qué fracción de la energía emitida por el sistema con agujero negro procede de la energía

rotacional o del disco de acreción es una cuestión que aún no podemos responder con seguridad. Igualmente, la naturaleza bariónica, o no, del plasma en los chorros es probable que dependa de si el mecanismo de formación es magnetohidrodinámico o puramente electromagnético.

Por otro lado, el estudio de los discos de acreción en microcuásares no quedaría completo sin una comprensión de las oscilaciones cuasi periódicas (*Quasi Periodic Oscillations* o QPOs) en la emisión de rayos X de estos sistemas. Observacionalmente, los QPOs se detectan como picos en el espectro de potencia de las emisión X obtenido mediante técnicas de Fourier. En los microcuásares GRS 1915+105 y GRO J1655−40 se han medido QPOs con una frecuencia máxima muy estable de 67 y 300 Hz, respectivamente (Morgan et al. 1997; Remillard et al. 1999). Se ha propuesto que dichas frecuencias máximas están asociadas a la última órbita estable alrededor del agujero negro central y, por tanto, relacionadas con parámetros físicos tan fundamentales como son su masa y su momento angular. En este sentido, es muy probable que los métodos "disco-sismológicos" puedan contribuir notablemente a la determinación precisa de estos parámetros tan escurridizos.

La población de microcuásares en la Galaxia

Hace apenas diez años, los dedos de una mano eran más que suficientes para llevar la cuenta del número de microcuásares conocidos. La situación actual es mucho más halagüeña, pero aún distamos mucho de contar con una población numerosa de la que obtener resultados generalizables.

Censo actual

A la hora de redactar estas líneas, se conocen un total de dieciséis microcuásares en la Galaxia enumerados en la Tabla 1. En la parte superior se han situado aquéllos que corresponden a sistemas binarios de baja masa, mientras que en la parte inferior de la tabla están los de alta masa. Dentro de cada grupo, todos ellos aparecen ordenados por ascensión recta. Para cada objeto se indica: nombre y posición; tipo de sistema; distancia; período orbital, magnitud aparente, masa del objeto compacto, luminosidades X y radio, grado de actividad, velocidad aparente, intrínseca, inclinación y tamaño de los chorros y referencias relevantes. En dos de los dieciséis microcuásares, GX 339−4 y XTE J1118+480, los chorros aún no se han resuelto sin ambigüedad, aunque su filiación está prácticamente asegurada por otros indicios. La información recogida en la Tabla 1 ha sido obtenida de muy distintas procedencias. Se ha consultado, entre otras, la base de datos SIMBAD, el seguimiento diario del Green Bank Interferometer (GBI) y del satélite Rossi X-ray Timing Explorer (RXTE), los catálogos de Liu et al. (2000; 2001), así como las referencias específicas indicadas y demás citas incluídas en las fuentes consultadas. Nuestra recopilación no pretende ni mucho menos ser completa ni exhaustiva, pero sí al menos representativa. Las luminosidades X y radio de la Tabla 1 son aproximadas, en el dominio de keVs y centimétrico (0.1-100 GHz), respectivamente. Estas corresponden al estado normal o al estado eruptivo del sistema en función de que éste sea de tipo persistente (p) o transitorio (t).

Además de SS 433, algunos de los objetos recopilados en la Tabla 1 ya eran famosos mucho antes de que el concepto de microcuásar fuese aceptado. Por ejemplo, Scorpio X-1 es la primera fuente puntual extrasolar de rayos X que se detectó históricamente (Giacconi et al. 1962). Recientemente, y mediante un seguimiento a lo largo de 4 años con el VLBA, Fomalont et al. (2001a y 2001b) han obtenido imágenes de alta resolución de Scorpio X-1 que muestran sin lugar a dudas sus chorros bipolares moviéndose en promedio con velocidad de 0.45 c. Es posible, no obstante, que el flujo de energía en los chorros sea mucho más veloz ($>0.95c$). También se cuenta entre los microcuásares con el sistema Cygnus X-1, la primera binaria donde se obtuvo evidencia dinámica de la existencia de un agujero negro (Webster & Murdin 1972; Bolton 1972). El caso de Cygnus X-3 es igualmente digno de mención, pues durante sus erupciones la emisión radio aumenta hasta en tres órdenes de magnitud en pocos días (Gregory et al. 1972). Como resultado de estas grandes erupciones se forman chorros que se mueven a velocidades relativistas y que han podido ser resueltos incluso con el VLA, tal com se muestra en la Fig. 6 (Martí et al. 2001). Por último, la familia de microcuásares incluye también los cuatro únicos casos confirmados de fuentes superlumínicas en la Galaxia, a saber, GRS 1915+105, GRO J1655−40, XTE J1748−288 y V4641 Sgr (véanse referencias en Tabla 1).

Es muy probable que próximos descubrimientos aumenten significativamente el censo de microcuásares conocidos en la Galaxia y la Tabla 1 deje pronto de estar actualizada. Igualmente, nada impide pensar tampoco que no haya microcuásares en galaxias distintas a la nuestra; pero su detección será sin duda difícil debido a las enormes distancias cosmológicas.

Búsqueda de microcuásares

El potencial científico que ofrecen las observaciones de microcuásares se ve actualmente limitado debido al número aún relativamente bajo de casos conocidos. Únicamente para unos pocos de ellos ha sido posible realizar determinaciones precisas de los movimientos propios de los chorros relativistas. Del mismo modo, sólo para el microcuásar GRS 1915+105 se han podido observar en detalle los eventos de destrucción de las regiones internas del disco de acreción seguidos de episodios de eyección de plasma. Como ya hemos comentado, esta situación representa un serio problema para

Tabla 1: **Microcuásares conocidos en la Vía Láctea**

Nombre	Posición (J2000)	Tipo de sistema	D (kpc)	$P_{\rm orb}$ (d)	V (mag)	$M_{\rm compacta}$ ($M_\odot$)	$L_{\rm X}$ (erg s^{-1})	$L^{\rm a}_{\rm rad}$ (erg s^{-1})	Actividad radio	$v_{\rm apar}$	$v_{\rm int}$	θ	Tam. chorro (AU)	Referencias
Binarias de rayos X de baja masa (LMXB)														
XTE J1118+480[b]	$11^{\rm h}18^{\rm m}10^{\rm s}.85$ $+48°02'12''.9$	K7V−M0V +AN	1.9	0.17	12.9−18.8	6.9	$\sim 1.2\times10^{36}$ (1−160 keV)	$\sim 5\times10^{30}$	t	–	–	–	≤ 0.03	(3,4,5,70)
Circinus X−1	$15^{\rm h}20^{\rm m}40^{\rm s}.9$ -57°10′01″	Subgigante +EN	5.5	16.6	$B=21.4$	–	$\sim 1\times10^{38}$ (0.1−100 keV)	$\sim 2\times10^{31}$	p	$\geq 0.1c$	$\geq 0.1c$	$>70°$	$>10^4$	(6,7,8,9, 10,11,61)
XTE J1550−564	$15^{\rm h}50^{\rm m}58^{\rm s}.70$ -56°28′35″.2	K0V−K5V +?	2.5	1.5	16.6−21.4	9.4	$\sim 2\times10^{37}$ (2−200 keV)	$\sim 10^{29}$	t	–	–	–	$\sim 10^3$	(12,13,14,15, 16,73)
Scorpio X−1	$16^{\rm h}19^{\rm m}55^{\rm s}.1$ -15°38′25″	? +EN	2.8	0.8	12.2	1.4	$\sim 2\times10^{38}$ (2−20 keV)	$\sim 4\times10^{30}$	p	$0.68c$	0.45c	44°	42	(17,18,19)
GRO J1655−40	$16^{\rm h}54^{\rm m}00^{\rm s}.25$ -39°50′45″.0	F5IV +AN	3.2	2.6	14.2−17.3	7.02	$\sim 10^{37}$ (1−100 keV)	$\sim 10^{33}$	t	1.1c	0.92c	72°-85°	8000	(20,21,22,23, 62)
GX 339−4[b]	$17^{\rm h}02^{\rm m}49^{\rm s}.5$ -48°47′23″	– +AN?	1.3	0.6	15.5	–	10^{35}-10^{38} (1−20 keV)	$\sim 2\times10^{30}$	?	–	–	–	4000	(24,25)
1E 1740.7−2942	$17^{\rm h}43^{\rm m}54^{\rm s}.83$ -29°44′42″.60	– +AN	8.5?	12.5?	$K>20$	–	$\sim 2\times10^{37}$ (1−200 keV)	$\sim 2\times10^{30}$	p	–	–	–	$\sim 10^6$	(26,27,28,29, 30,63)
XTE J1748−288	$17^{\rm h}48^{\rm m}05^{\rm s}.06$ -28°28′25″.8	– +AN?	≥ 8	?	?	>4.5?	$>10^{38}$ (3−25 keV)	$>2\times10^{33}$	t	1.3c	$>0.9c$	–	$>10^4$	(31,32,33,71)
GRS 1758−258	$18^{\rm h}01^{\rm m}12^{\rm s}.40$ -25°44′36″.1	– +AN	8.5?	18.5?	≥ 24	–	$\sim 2\times10^{37}$ (1−200 keV)	$\sim 1\times10^{30}$	p	–	–	–	$\sim 10^6$	(28,29,30,34, 35)
GRS 1915+105	$19^{\rm h}15^{\rm m}11^{\rm s}.55$ +10°56′44″.7	K−M III +AN	12.5	33.5	$K\simeq 13$	14	$\sim 1\times10^{39}$ (2−50 keV)	$\sim 1\times10^{32}$	t	1.2c−1.7c	0.92c−0.97c	66°-70°	$\sim 10^2$-10^4	(47,48,49,50, 51,66,67)
Binarias de rayos X de alta masa (HMXB)														
CI Cam	$04^{\rm h}19^{\rm m}42^{\rm s}.2$ +55°59′58″	sgB[e] +AN?	>5	?	9.25	–	$>3\times10^{38}$ (2−25 keV)	$>1\times10^{33}$	t	$\sim 0.15c$	$\sim 0.15c$	$>70°$	–	(1,2,60)
V4641 Sgr	$18^{\rm h}19^{\rm m}21^{\rm s}.48$ -25°25′36″.0	B3−A2V +AN	~ 10	2.8	8.5−13.5	9.6	$\sim 10^{38}$ (2−10 keV)	$\sim 2\times10^{33}$	t	$\geq 9.5c$	–	–	–	(36,37,38,39)
LS 5039	$18^{\rm h}26^{\rm m}15^{\rm s}.05$ -14°50′54″.24	O6.5V((f)) +EN?	2.9	4.1	11.2	1−3	$\sim 5\times10^{34}$ (1.5−12 keV)	$\sim 1\times10^{31}$	p	$\geq 0.15c$	$\geq 0.15c$	$<81°$	18−600	(40,41,42,64, 68,69)
SS 433	$19^{\rm h}11^{\rm m}49^{\rm s}.6$ +04°58′58″	OB? +EN	4.8	13.1	14.2	–	$\sim 7\times10^{35}$ (1.5−12 keV)	$\sim 3\times10^{32}$	p	0.26c	0.26c	79°	$\sim 10^4$-10^6	(43,44,45,46, 65)
Cygnus X−1	$19^{\rm h}58^{\rm m}21^{\rm s}.68$ +35°12′05″.8	O9.7Iab +AN	2.5	5.6	8.95	10.1	$\sim 8\times10^{36}$ (1.5−12 keV)	$\sim 1\times10^{31}$	p	–	>0.6c	40°	38	(52,53,54,72)
Cygnus X−3	$20^{\rm h}32^{\rm m}25^{\rm s}.78$ +40°57′28″.0	WNe +AN?	9	0.2	$I\simeq 21$	–	$\sim 10^{37}$-10^{38} (1−6 keV)	$\sim 1\times10^{33}$	p	0.69c	0.43c	73°	$\sim 10^4$	(55,56,57,58, 59)

Notas: [a]Banda 0.1−100 GHz; [b]Jets aún no resueltos claramente; AN: agujero negro; EN: estrella de neutrones; p: persistente; t: transitoria

Referencias: [1]Mioduszewski et al. (1998); [2]Robinson et al. (2002); [3]Wagner et al. (2001); [4]Mirabel et al. (2001); [5]McClintock et al. (2001); [6]Kaluzienski et al. (1976); [7]Stewart et al. (1993); [8]Case & Bhattacharya (1998); [9]Iaria et al. (2001); [10]Johnston et al. (1999); [11]Spencer et al. (1997); [12]Sánchez−Fernández et al. (1999); [13]Hannikainen et al. (2001); [14]Corbel et al. (2001); [15]Tomsick et al. (2001); [16]Wu et al. (2002); [17]Fomalont et al. (2001b); [18]Bradshaw et al. (1997) [19]Bradshaw et al. (1999); [20]Hjellming & Rupen (1995); [21]Tingay et al. (1995); [22]Bailyn et al. (1995); [23]Kubota et al. (2001); [24]Predehl et al. (1991); [25]Fender et al. (1997b); [26]Mirabel et al. (1992); [27]Martí et al. (2000); [28]Eikenberry et al. (2001); [29]Main et al. (1999); [30]Smith et al. (2001); [31]Hjellming et al. (1998); [32]Revnivtsev et al. (2000); [33]Rupen et al. (1998); [34]Martí et al. (1998b); [35]Martí et al. (2002); [36]Orosz et al. (2001); [37]Chaty et al. (2001); [38]Hjellming et al. (2000); [39]in't Zand et al. (2000); [40]Paredes et al. (2000); [41]Ribó et al. (1999); [42]McSwain et al. (2001); [43]Spencer (1979): [44]Hjellming & Johnston (1981); [45]Margon (1984); [46]Vermeulen et al. (1993); [47]Mirabel & Rodríguez (1994); [48]Morgan et al. (1997); [49]Belloni et al. (1997); [50]Mirabel et al. (1998); [51]Greiner et al. (2001); [52]Bowyer et al. (1965); [53]Gies & Bolton (1986); [54]Stirling et al. (2001); [55]Gregory et al. (1972); [56]Watanabe et al. (1994); [57]Predehl et al. (2000); [58]Mioduszewski et al. (2001); [59]Martí et al. (2001); [60]García et al. (1998); [61]Fender et al. (1998); [62]Orosz and Bailyn (1997); [63]Steeghs and Casares (2002); [64]Paredes et al. (2002); [65]Spencer (1984); [66]Fender et al. (1999); [67]Dhawan et al. (2000); [68]Clark et al. (2001); [69]McSwain & Gies (2002); [70]Fender et al. (2001); [71]Miller et al. (2001); [72]Herrero et al. (1995); [73]Orosz et al. (2002).

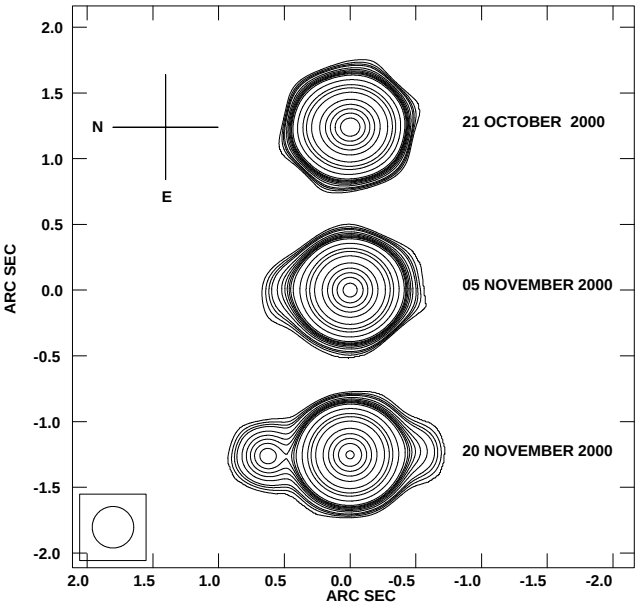


Figura 6: Mapa radio de Cyg X-3, a 6 cm, obtenido con el VLA durante tres épocas sucesivas y posteriores a una gran erupción (Martí et al. 2001).

realizar comparaciones y estudios estadísticamente significativos. Por la misma causa se ve dificultada la deseada extrapolación de resultados al campo de cuásares y otros núcleos activos de galaxias.

Ante este panorama no es de extrañar que la ampliación de la muestra de microcuásares conocidos sea una cuestión de gran interés entre la comunidad astrofísica que estudia el tema. La mayor parte de descubrimientos de microcuásares ha sido como consecuencia de algún episodio eruptivo detectado por observatorios de alta energía en órbita terrestre y el seguimiento posterior desde tierra (por ej. GRS 1915+105, GRO J1655−40, V4641 Sgr, etc.). Ésta es sin duda una vía de hallazgo que se espera continúe siendo muy fructífera en el futuro. Posiblemente, la mejor baza de la comunidad astrofísica en este sentido será el satélite de rayos γ INTEGRAL de la Agencia Europea del Espacio, cuyo lanzamiento está previsto para Octubre de 2002. Un rasgo distintivo y novedoso de INTEGRAL serán sus barridos semanales de gran parte del plano galáctico, los cuales proporcionarán numerosas detecciones de fuentes transitorias de alta energía. El seguimiento multi-longitud de onda de estas nuevas detecciones puede conducir sin duda a la identificación de nuevos sistemas de tipo microcuásar.

Por otro lado, es probable que también puedan identificarse nuevos microcuásares mediante una inspección detallada de bases de datos astronómicos en distintos dominios de longitud de onda, la cual permite seleccionar una lista de candidatos de los que se deberá confirmar su naturaleza de microcuásar con observaciones posteriores (Paredes et al. 2002). Este es precisamente el procedimiento empleado, por quienes suscriben, para la identificación inicial del microcuásar LS 5039 (Martí et al. 1998). La disponibilidad para estos fines de numerosas exploraciones y catálogos en el óptico, radio y rayos X de acceso público constituye a nuestro juicio una reserva de información valiosa en su mayor parte aún por explotar.

Microcuásares como fuentes de rayos gamma

Hoy en día está bien establecido que los chorros relativistas en AGNs son emisores efectivos de rayos γ de GeV (e.g. Von Montigny et al. 1995). Desde un punto de vista muy general, y atendiendo a la morfología, cabría esperar también flujos de rayos γ de alta energía de sus miniaturas en versión galáctica, es decir, de los microcuásares. Además, a partir de los parámetros físicos obtenidos en observaciones de erupciones en GRS 1915+105, se han realizado cálculos del flujo de rayos γ esperado a partir de la dispersión Compton inversa de los propios fotones de la radiación sincrotrón centimétrica (Aharonian & Atoyan 1998). Los flujos obtenidos dificilmente podían haber sido detectados por EGRET pero sí podrían serlo por GLAST.

El reciente descubrimiento del microcuásar LS 5039 y su posible asociación con una fuente de rayos γ de alta energía (E >100 MeV) representa la primera evidencia observacional de que los microcuásares pueden ser también fuentes de alta energía γ (Paredes et al. 2000). Este hecho también ha abierto la posibilidad de que otras fuentes no identificadas del catálogo EGRET puedan ser también microcuásares. Este microcuásar es el único emisor de rayos X del catálogo ROSAT de fuentes brillantes que tiene una posición concordante con la fuente de rayos γ de alta energía 3EG J1824−1514; también es el único objeto detectado en radio y rayos X simultáneamente dentro del campo de emisión de rayos γ y además presenta chorros. Todo ello sugiere firmemente que se trata del mismo objeto emitiendo en diferentes bandas del espectro electromagnético, desde radio hasta gamma. Cabe señalar que esta es la primera vez que se encuentra una asociación entre un microcuásar y una fuente de rayos γ de alta energía.

El origen de esta emisión, que tiene una luminosidad de $L_\gamma(> 100 \text{ MeV}) \sim 3.8 \times 10^{35}$ erg s^{-1}, estaría muy posiblemente vinculada a procesos de efecto Compton inverso entre los fotones ultravioleta de la estrella compañera caliente y los mismos electrones relativistas responsables de la emisión radio. El corrimiento energético en este proceso viene dado por $\mathrm{E}_\gamma \sim \gamma_e^2\ \mathrm{E}_f$, donde las energías del rayo γ y del fotón estelar estan relacionadas por el factor de Lorentz de los electrones relativistas al cuadrado. Para una estrella O6.5 de la secuencia principal se espera que una buena parte de su luminosidad venga dada por fotones con energía $E_\mathrm{f} \sim 10$ eV. A fin de que estos fotones aparezcan dispersados como rayos γ con energías $E_\gamma \sim 100$ MeV, se necesitan electrones con factores de Lorentz $\sim 10^3$, o equivalentemente, con energías $\sim 10^{-3}$ erg.

Mientras que hasta la fecha únicamente una fuente EGRET ha sido identificada (con alta probabilidad) con un microcuásar (LS 5039), el instrumento COMPTEL, también a bordo del Compton Gamma-ray Observatory, sí que ha detectado varios microcuásares. Cygnus X-1 ha sido detectado repetidas veces a energías de varios MeV y puede ser incluso más intenso por encima de 1 MeV en el estado *high/soft* (McConnell et al. 2001). GRO J1655−40 ha sido detectado también hasta ∼1 MeV (Grove et al. 1998).

En el rango de energías γ más extremas, TeV, se detectó un flujo del orden de 0.25 Crab en GRS 1915+105 durante el período mayo-julio de 1996 (Aharonian & Heinzelmann 1998) cuando la fuente estaba en un estado activo. Dado el nivel marginal de la detección, este resultado necesita ser confirmado.

Teniendo en cuenta consecuencias adicionales de los efectos relativistas discutidos en la sección correspondiente, en fuentes relativistas con θ pequeño, se puede estimar que tiene lugar una amplificación de la densidad de flujo de 8 γ^3 y una reducción en la escala de tiempo de 2 γ. Mirabel & Rodríguez (1999) propusieron que aquellos microcuásares con chorros formando un ángulo pequeño con la visual del observador deberían comportarse como *microblázares*, de manera análoga a los blázares en el modelo unificado de AGNs. Ello implicaría que estas fuentes deberían ser altamente variables y tener su densidad de flujo aumentada debido a la amplificación Doppler. La posibilidad de encontrar un microblázar entre las fuentes variables no identificadas de EGRET ha sido sugerida por Kaufman et al. (2002).

Microcuásares en el halo galáctico

Un tema que ha suscitado un alto interés recientemente ha sido la determinación de velocidades espaciales elevadas en algunos microcuásares (*runaway microquasars*). En particular, XTE J1118+480 (Mirabel et al. 2001) alcanza una velocidad de 200 km s^{-1}. Este sistema, que sigue una órbita excéntrica alrededor del Centro Galáctico, tiene una edad estimada comparable o superior a la del disco galáctico. Se ha propuesto que sólo un extraordinario impulso, recibido durante una explosión de supernova, podría ser el responsable de lanzar el sistema desde su lugar de nacimiento en el disco de la Galaxia a su órbita en el halo galáctico. Otra posibilidad sería que este sistema se hubiera formado directamente en el halo. Cabe destacar que el microcuásar Scorpio X-1 tiene una posición galáctica y una velocidad espacial tal que sugieren que podría tratarse de un objeto del halo (Bradshaw et al. 1999). Otros microcuásares tales como GRO J1655−40 y Cygnus X-1, también presentan velocidades espaciales elevadas (Shahbaz et al. 1999; Kaper et al. 1999). El caso más reciente de estudio de altas velocidades espaciales en microcuásares ha sido el de LS 5039. Dicho microcuásar tiene una velocidad sistémica de 150 km s^{-1}, escapando de su entorno local (el *Regional Standard of Rest*) con la componente de la velocidad perpendicular al plano galáctico muy elevada (Ribó et al. 2002). Este comportamiento puede ser el resultado de una explosión de supernova que originó el objeto compacto en este sistema binario. De acuerdo con la trayectoria calculada, LS 5039 podría alcanzar una latitud galáctica de −12 grados. Dado que este microcuásar está posiblemente asociado con la fuente de rayos gamma de alta energía 3EG J1824−1514 (Paredes et al. 2000), se esperaría detectar microcuásares emisores de rayos gamma a latitudes galácticas superiores a 10 grados. En particular, tal como han sugerido Romero (2001) y Mirabel et al. (2001), algunos microcuásares con elevada velocidad espacial podrían estar relacionados con algunas de las fuentes EGRET no identificadas débiles, variables y emisoras de rayos gamma suaves por encima del plano galáctico.

Consideraciones finales

En este trabajo se ha pretendido describir, a nivel general, la situación actual sobre el estudio de los microcuásares. Los últimos resultados observacionales consolidan a estos como un nuevo tipo de objeto estelar en la Galaxia que merece ser investigado más a fondo. Se han depositado muchas esperanzas en que los microcuásares puedan contribuir a una comprensión unificada de los fenómenos de acreción y eyección de materia en las proximidades de objetos compactos en general. Se incluyen aquí desde los agujeros negros de masa estelar a los agujeros negros supermasivos en cuásares y otros AGNs. En este contexto, resultados como los de Mirabel et al. (1998) y Marscher et al. (2002) apuntan claramente en esta dirección. Que esta contribución se haga realidad o no es algo que aún no podemos saber. Sin embargo es seguro que, además de esfuerzo, se requerirá necesariamente una mejor comunicación e intercambio entre astrofísicos de muy distintas especialidades.

Agradecimientos

Agradecemos al consejo editorial del Boletín de la Sociedad Española de Astronomía la invitación para presentar este artículo de revisión. Este trabajo se ha visto beneficiado por los comentarios de M. Peracaula, M. Ribó y A. Riera, así como de las sugerencias de un árbitro anónimo. Agradecemos también la financiación por parte de la DGI del Ministerio de Ciencia y Tecnología (España) (AYA2001-3092) asi como el apoyo por parte de European Regional Development Fund (ERDF/FEDER). JM ha sido además apoyado en este trabajo por la *Henri Chrétien International Research Grant* administrada por la *American Astronomical Society*. Este trabajo ha hecho uso de la base de datos SIMBAD operada en el CDS, Estrasburgo (Francia).

Referencias

[1] Aharonian, F.A. & Atoyan, A.M., 1998, in: *High Energy Gamma-Ray Astronomy*, International Symposium held 26-30 June, 2000, in Heidelberg, Germany. American Institute of Physics (AIP) Proceedings, volume 558. Edited by Felix A. Aharonian and Heinz J. Völk. Published by American Institute of Physics, Melville, New York, ISBN 1-56396-990-4, p.234

[2] Aharonian, F.A. & Heinzelmann, G., 1998, Nuclear Physics B, 60, 193

[3] Bailyn, C.D., Oroz, J.A., McClintock, J.E., Remillard, R.A., 1995, Nat, 378, 157

[4] Belloni, T., Méndez, M., King, A.R., van der Klis, M., van Paradijs, J., 1997, ApJ, 479, L145

[5] Blandford, R.E., Payne, D.G., 1982, MNRAS, 199, 883

[6] Bolton, C.T., 1972, Nat, 235, 271

[7] Bowyer, S., Byram, E.T., Chubb, T.A., et al., 1965, Sci, 147, 394

[8] Bradshaw, C.F., Fomalont, E.B., Geldzahler, 1999, ApJ, 512, L121

[9] Bradshaw, C.F., Geldzahler, B.J., Fomalont, E.B., 1999, ApJ, 481, 489

[10] Bradshaw, C.F., Geldzahler, B.J., Fomalont, E.B., 1999, HEAD, 31, 1510

[11] Case, G.L., Bhattacharya, D., 1998, ApJ 504, 761

[12] Chaty, S., Mirabel, I.F., Martí, J., Rodríguez, L.F., 2001, ApSSS, 276, 153

[13] Clark, J.S., Reig, P., Goodwin, S.P., et al., 2001, A&A, 376, 476

[14] Corbel, S., Kaaret, P., Jain, R.K., et al., 2001, ApJ, 554, 43

[15] Dhawan, V., Mirabel, I.F., Rodríguez, L.F., 2000, ApJ, 543, 373

[16] Eikenberry, S.S., Matthews, K., Morgan, E.H., et al., 1998, ApJ, 494, L61

[17] Eikenberry, S.S., Fischer, W.J., Egami, E., Djorgovski, S.G., 2001, ApJ, 556, 1

[18] Fender, R.P., Pooley, G.G., Brocksopp, C. et al., 1997a, MNRAS, 290, L65

[19] Fender, R.P., Spencer, R.E., Newell, S.J., Tzioumis, A.K., 1997b, MNRAS, 286, L29

[20] Fender, R.P., Spencer, R., Tzioumis, T., Wu, K., et al., 1998, ApJ, 506, L121

[21] Fender, R.P., Garrington, S.T., McKay, et al., 1999, MNRAS, 304, 865

[22] Fender, R.P., Corbel, S., Tzioumis, et al., 1999b, ApJ, 519, L165

[23] Fender, R.P., 2001, `astro-ph/0109502`

[24] Fomalont, E.B., Geldzahler, B.J., Bradshaw, C.F., 2001a, ApJ, 553, L27

[25] Fomalont, E.B., Geldzahler, B.J., Bradshaw, C.F., 2001b, ApJ, 558, 283

[26] García, M.R. et al., 1998, In *Workshop on Relativistic Jet Sources in the Galaxy*, Paris, December 12-13, 1998

[27] Giacconi, R., Gursky, H., Paolini, F.R., Rossi, B.B., 1962, PhRvL, 9, 439

[28] Gies, D.R., Bolton, C.T., 1986, ApJ, 304, 371

[29] Gregory, P.C., Kronberg, P.P., Seaquist, E.R., et al., 1972, Nat. Phys. Sci., 239, 114

[30] Greiner, J., Cuby, J.G., McCaughrean, M.J., 2001, Nat, 414, 522

[31] Grove, J.E., Grindlay, J.E., Harmon, B.A., et al., 1998, Proc. 4th Compton Symp., AIP Conf. Proc. 410, (AIP: New York) eds. C.D. Dermer, M.S. Strickman, and J.D. Kurfess, p. 122

[32] Hannikainen, D., Campbell-Wilson, D., Hunstead, R., et al., 2001, ApSSS, 276, 45

[33] Herrero, A., Kudritzki, R.P., Vilchez, J.M., et al., 1995, A&A, 297, 556

[34] Hjellming, R.M., Johnston, K.J., 1981, ApJ, 246, L141

[35] Hjellming, R.M., Rupen, M.P., 1995, Nat, 375, 464

[36] Hjellming, R.M., Rupen, M.P., Mioduszewski, A.J., et al., 1998, AAS, 19310308H

[37] Hjellming, R.M., Rupen, M.P., Hunstead, R.W., et al., ApJ, 544, 977

[38] Iaria, R., Di Salvo, T., Burderi, L., Robba, N.R., 2001, ApJ, 561, 321

[39] in't Zand, J.J.M., Kuulkers, E., Bazzano, A., et al., 2000, A&A, 357, 520

[40] Johnston, H., Fender, R.P., Wu, K., 1999, MNRAS, 308, 415

[41] Kaluzienski, L.J., Holt, S.S., Boldt, E.A., Serlemitsos, P.J., 1976, ApJ, 208, L71

[42] Kaper, L., Comerón, F., Barziv, O., 1999, IAU Symp. 193: *Wolf-Rayet Phenomena in Massive Stars and Starburst Galaxies*, p. 316

[43] Kaufman, M.M., Romero, G.E., Mirabel, I.F., 2002, A&A, 385, L10

[44] Koide, S., Shibata, K., Kudoh, T., Meier, D.L., 2002, Sci, 295, 1688

[45] Kubota, A., Makishima, K., Ebisawa, K., 2001, ApJ, 560, L147

[46] Liu, Q.Z., van Paradijs, J., van den Heuvel, E.P.J., 2000, A&ASS, 147, 25

[47] Liu, Q.Z., van Paradijs, J., van den Heuvel, E.P.J., 2001, A&A, 368, 1021

[48] Main, D.S., Smith, D.M., Heindl, W.A., et al., 1999, ApJ, 525, 901

[49] McConnell, M.L., Bennett, K., Bloemen, H., et al., 2000, *The Fifth Compton Symposium*, ed. M.L. McConnell & J.M. Ryan, American Institute of Physics, AIP 510, p. 114

[50] Margon, B., 1984, ARA&A, 22, 507

[51] Marscher, A.P., Jorstad, S.G., Gómez, J.L., et al., 2002, Nat, 417, 625

[52] Martí, J., Mereghetti, S., Chaty, S., et al., 1998a, A&A, 338, L95

[53] Martí, J., Paredes, J.M., Ribó, M., 1998b, A&A, 338, L71

[54] Martí, J. Mirabel, I.F., Chaty, S., Rodríguez, L.F., 2000, A&A, 363, 184

[55] Martí, J., Paredes, J.M., Peracaula, M., 2001, A&A, 375, 476

[56] Martí, J. Mirabel, I.F., Rodríguez, L.F., Smith, I.A., 2002, A&A (en prensa)

[57] McClintock, J.E., Haswell, C.A., García, M.R., et al., 2001, ApJ, 555, 477

[58] McSwain, M.V., Gies, D.R., Riddle, R.L., Wang, Z., Wingert, D.W., 2001, ApJ, 558, L43

[59] McSwain, M.V., Gies, D.R., 2002, ApJ, 568, L27

[60] Miller, J.M., Fox, D.W., Di Matteo, T., et al., 2001, ApJ, 546, 1055

[61] Mioduszewski, A.J., Hjellming, R.M., Rupen, M.P., 1998, AAS, 192, 7402

[62] Mioduszewski, A.J., Rupen, M.P., Hjellming, R.M., Pooley, G.G., Waltman, E.B., 2001, ApJ, 553, 766

[63] Mirabel, I.F., Rodríguez, L.F., Cordier, B., Paul, J., Lebrun, F., 1992, Nat, 358, 215

[64] Mirabel, I.F., Rodríguez, L.F., 1994, Nat, 371, 46

[65] Mirabel, I.F., Dhawan, V., Chaty, S., et al., 1998, A&A, 330, L9

[66] Mirabel, I.F., Rodríguez, L.F., 1999, ARA&A, 37, 409

[67] Mirabel, I.F., Dhawan, V., Mignani, R.P., Rodrigues, I., Guglielmetti, F., 2001, Nat, 413, 139

[68] Morgan, E.H., Remillard, R.A., Greiner, J., 1997, ApJ, 482, 993

[69] Orosz, J.A. & Bailyn, C.D., 1997, ApJ, 477, 876

[70] Orosz, J.A., Kuulkers, E., van der Klis, M., et al., 2001, ApJ, 555, 489

[71] Orosz, J.A., Groot, P.J., van der KLis, M., et al., 2002, ApJ, 568, 845

[72] Paredes, J.M., Martí, J., Ribó, M., Massi, M., 2000, Science, 288, 2340

[73] Paredes, J.M., Ribó, Martí, J., 2002, A&A, en prensa

[74] Paredes, J.M., Ribó, M., Ros, E., Massi, Martí, J., 2002b, A&A, en preparación

[75] Predehl, P., Braeuninger, H., Burkert, W., Schmitt, J.H.M.M., 1991, A&A, 246, L40

[76] Predehl, P., Burwitz, V., Paerels, F., Trümper, J., 2000, A&A, 357, L25

[77] Rees, M.J., 1984, ARA&A, 22, 471

[78] Remillard, R.A., Morgan, E.H., McClintock, J.E., Bailyn, Ch., et al. 1999, ApJ, 522, 397

[79] Revnivtsev, M.G., Trudolyubov, S.P., Borozdin, K.N., 2000, MNRAS, 312, 151

[80] Ribó, M., Reig, P., Martí, J., Paredes, J.M., 1999, A&A, 347, 518

[81] Ribó, M., Paredes, J.M., Romero, G., et al,, 2002, A&A, 384, 954

[82] Robinson, E.L., Ivans, I.I., Welsh, W.F., 2002, ApJ, 565, 1169

[83] Romero, G. E., 2001, In Proc. *The Nature of Unidentified Galactic High-Energy Gamma-Ray Sources*, Astrophysics and Space Science Library, Volume 267. Kluwer Academic Publishers Dordrecht, 2001., p.65-80

[84] Rupen, M.P., Hjellming, R.M., Mioduszewski, A.J., 1998, IAU Circ. 6938

[85] Sánchez-Fernández, C., Castro-Tirado, A.J., Duerbeck, H.W., et al., 1999, A&A, 348, L9

[86] Shahbaz, T., van der Hoof, F., Casares, J., Charles, P.A., van Paradijs, J., 1999, MNRAS, 306, 89

[87] Smith, D.M., Heindl, W.A., Swank, J.H., 2001, AAS 199, 108.01

[88] Spencer, R.E., 1979, Nat, 282, 483

[89] Spencer, R.E., 1984, MNRAS, 209, 869

[90] Spencer, R.E., Tzioumis, A.K., Ball, L.R., Newell, S.J., Migenes, V., 1997, VA, 41, 37

[91] Steeghs, D. & Casares, J., 2002, ApJ, 568, 273

[92] Stewart, R.T., Caswell, J.L., Haynes, R.F., Nelson, G.J., 1992, MNRAS, 261, 593

[93] Stirling, A.M., Spencer, R.E., de la Force, C.J., et al., 2001, MNRAS, 327, 1273

[94] Tingay, S.J., Jauncey, D.L., Preston, R.A., et al., 1995, Nat, 374, 141

[95] Tomsick, J.A., Corbel, S., Kaaret, Ph., 2001, ApJ, 563, 229

[96] Vermeulen, R.C., Schilizzi, R.T., Spencer, R.E., Romney, J.D., Fejes, I., 1993, A&A, 270, 177

[97] von Montigny, C., Berstch, D.L., Chiang, L., et al., 1995, ApJ, 440, 525

[98] Wagner, R.M., Foltz, C.B., Shahbaz, T., et al., 2001, ApJ, 556, 42

[99] Watanabe, H., Kitamoto, S., Miyamoto, S., et al., 1994, ApJ, 433, 350

[100] Webster, B.L., Murdin, P., 1972, Nat, 235, 37

[101] Wu, K., Soria, R., Campbell-Wilson, D., et al., 2002, ApJ, 565, 1161

Eyecciones colimadas en las nebulosas planetarias

Luis F. Miranda lfm@iaa.es

Instituto de Astrofísica de Andalucía (CSIC)

Abstract

The presence of jets in planetary nebulae has drastically changed our ideas about these objects. Jets were not considered in any theory of formation of planetary nebulae because no agent was foreseen which could cause high collimation of the ejecta. The number of planetary nebulae with jets increases continuously as more object are observed in more detail and it has been suggested that jets may play an important role in the formation and evolution of many PNs. In this paper we describe the observational properties of these jets (morphology, kinematics, emission spectrum and physical conditions), which exhibit a remarkable variety. Finally, we briefly summarize the proposed models for the generation of jets in planetary nebulae.

Resumen

La presencia de chorros colimados (*jets*) en las nebulosas planetarias ha cambiado drásticamente nuestras ideas sobre estos objetos. Ninguna teoría sobre la formación de las nebulosas planetarias contemplaba su existencia puesto que tampoco se preveía que pudiese existir un agente que produjese una gran colimación de las eyecciones. El número de nebulosas planetarias con chorros crece continuamente a medida que se observan más objetos con más detalle y se ha sugerido que los chorros pueden jugar un papel importante en la formación y evolución de muchas nebulosas planetarias. En este artículo describimos las propiedades observacionales de estos chorros (morfología, cinemática, espectro de emisión y condiciones físicas), las cuales presentan una variedad muy notable. Finalmente, resumimos brevemente los modelos que se han propuesto para la formación de los chorros en las nebulosas planetarias.

Introducción

Las Nebulosas Planetarias (NPs) representan el estado en la evolución estelar que sigue a la fase de gigante. Durante la fase de gigante, la estrella expulsa su atmósfera que forma una envoltura densa en expansión alrededor de un núcleo estelar cada vez más caliente. Cuando la temperatura superficial de este núcleo alcanza unos 30 000 K, la envoltura se ioniza y la estrella entra en su fase de NP. Los modelos indican que las estrellas con masas entre 1 y $\simeq 8$ $M_\odot$ en la secuencia principal pasarán al final de su vida por esta fase. El modelo más aceptado para la formación y evolución de las NPs es el Modelo de Vientos Interactivos (Kwok et al. 1978). En este modelo, las NPs son el resultado de la interacción entre un viento "rápido" de la estrella central de la NP y la envoltura (o viento "lento") eyectada por la gigante progenitora. Sin embargo, en la última década nuestras ideas sobre los procesos de formación de las NPs han sufrido una profunda transformación motivada por el hecho de que la mayoría de las NPs no presentan simetría esférica, mientras que las envolturas de las gigantes sí son esféricas, y por el descubrimiento de chorros en estos objetos, un resultado inesperado.

En general, las envolturas ionizadas de las NPs presentan una simetría axial bien elíptica, bien bipolar (Balick 1987; Schwarz et al. 1992; Manchado et al. 1996). Estos tipos de simetría se explican dentro del Modelo de Vientos Interactivos suponiendo la existencia de un "contraste de densidad" en la envoltura de la gigante (Balick 1987), de tal manera que la materia está concentrada en un "disco" o "toroide" ecuatorial. Un gran número de simulaciones hidrodinámicas han demostrado que bajo esta hipótesis se pueden reproducir las formas básicas que se observan sin más que variar el contraste de densidad y el gradiente de la densidad sobre el plano ecuatorial (Frank & Mellema 1994; Mellema & Frank 1995; Zhang & Kwok 1998). Más recientemente, se ha sugerido que los campos magnéticos juegan un papel importante en la formación de las NPs (Rozyczca & Franco 1996; Blackman et al. 2001a). Estos modelos consideran dos parámetros: la velocidad de rotación estelar y el campo magnético. Dependiendo de los valores de estos dos parámetros, los modelos magnetohidrodinámicos son capaces de reproducir las formas básicas que se observan en la NPs (García-Segura 1997; Blackman et al. 2001b). Los dos modelos (vientos interactivos y campos magnéticos) no tienen por qué excluirse mútuamente, sino que operando a la vez podrían dar como resultado la variada fenomenología que se observa en las NPs. Más detalles sobre la evolución y formación de las NPs así como sobre sus propiedades y morfología se pueden encontrar en el artículo de Manchado (2000) publicado en esta revista.

Los intentos por explicar las morfologías observadas trajeron consigo trabajos novedosos sobre la formación de las NPs. Sin embargo, el resultado que realmente ha cambiado nuestras ideas sobre las NPs ha sido la detección de chorros colimados. La presencia de chorros en estas etapas de la evolución estelar no se consideraba debido a que tampoco se pensaba que pudiese existir un agente capaz de producir alta colimación de las eyecciones. La primera detección de chorros en una NP la obtuvieron Gieseking, Becker & Solf (1985) en NGC 2392. Estos chorros presentan una velocidad radial de $\simeq$ 180–190 km s^{-1} (con respecto a la velocidad de sistema de la nebulosa), una anchura en velocidades muy pequeña ($\leq$ 8 km s^{-1}), se detectan en un intervalo pequeño de ángulos de posición y emiten muy intensamente en [NII]6548,6583 (véase también Miran-

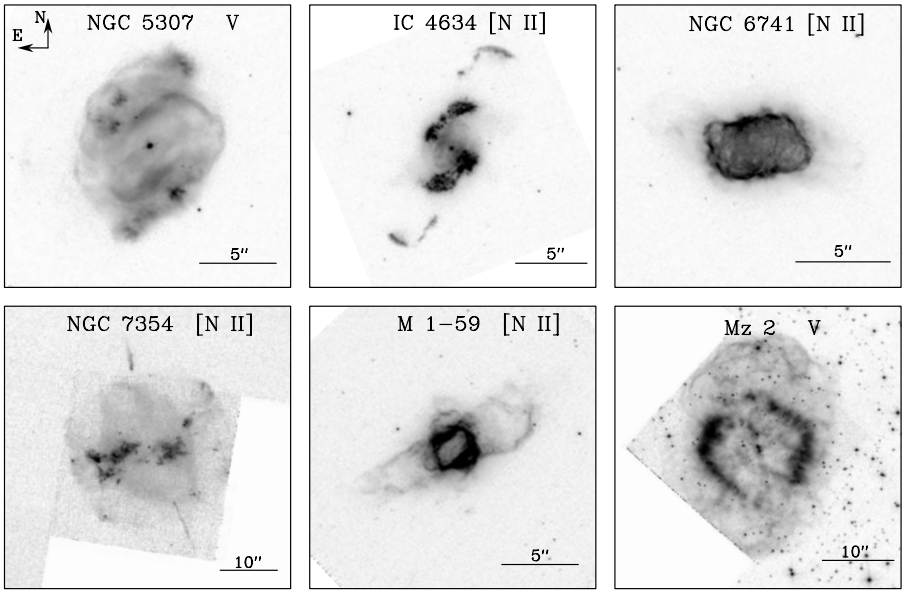


Figura 1: Imágenes de nebulosas planetarias con chorros y/o simetría de punto observadas con el *HST* en los filtros de [NII]λ6584 o V (arriba a la derecha). La variedad de estructuras que se observan es lo mas notable (véase también la Fig.2). Las imágenes han sido obtenidas del archivo del HST.

da & Solf 1990). Curiosamente, la detección de los chorros en NGC 2392 se obtuvo por medio de espectros de alta resolución, no de imágenes. Los chorros de NGC 2392 aún no se han identificado en imágenes directas debido a efectos de proyección y a que su emisión es muy débil comparada con el resto de las estructuras de la nebulosa. Las propiedades de los chorros en NGC 2392 anticiparon muchas de las propiedades que más tarde se iban a encontrar en este tipo de estructuras. Una propiedad adicional importante, los cambios de dirección/orientación de los chorros, se identificó en NGC 6543, una NP extraordinariamente compleja. Las múltiples estructuras filamentosas que se observan en NGC 6543 se interpretaron en términos de múltiples flujos bipolares y colimados eyectados por una *fuente en precesión* en diferentes direcciones y con diferente velocidades (Miranda & Solf 1992). Desde estos primeros resultados, el número de NPs que presentan o parecen presentar flujos colimados ha aumentado considerablemente.

En las secciones siguientes, analizaremos la incidencia de este fenómeno en las NPs y describiremos las propiedades (morfológicas, cinemáticas y espectroscópicas) que presentan estos chorros. Finalmente, resumiremos los modelos que se han propuesto para explicar el origen de estas estructuras.

Incidencia de chorros colimados en las Nebulosas Planetarias

La fracción de NPs que contienen chorros (definidos por las propiedades que se detallan en las secciones siguientes) no se conoce con seguridad debido a que aún existen pocos estudios detallados de NPs individuales. Las listas más recientes son las de Gonçalves et al. (2001) y Guerrero et al. (2002). Los primeros autores listan 50 NPs que contienen estructuras a pequeña escala de baja ionización (véase más adelante), basandose en imágenes directas, aunque mencionan que no todas tienen necesariamente que ser chorros. Guerrero et al. listan 33 NPs para las cuales la existencia de chorros ha sido demostrada por medio de espectroscopía. Las imágenes obtenidas con el HST (Sahai & Trauger 1998; Sahai 2000) muestran la existencia de múltiples lóbulos y de desviaciones notables de la simetría axial en muchas más NPs, las cuales Sahai & Trauger atribuyen a la interacción de chorros con la envoltura. Aunque en muchos casos es necesaria más información de que la que proporcionan las imágenes directas para demostrar la existencia de chorros en una NP particular, está claro que la presencia de chorros en estos objetos es bastante común.

Propiedades morfológicas

En las Figuras 1, 2, 4 y 6 se muestran imágenes de NPs que presentan (o parecen presentar) flujos colimados. La apariencia de los chorros es muy variada. Pueden presentarse en forma de un par o varios pares de condensaciones compactas (con tamaños típicos de 1″–3″) o estructuras filamentosas. En la gran mayoría de los casos, los chorros presentan simetría de punto con respecto a la estrella central sugiriendo una eyección bipolar. También en general, los filamentos o pares de condensaciones en una NP presentan diferentes orientaciones con respecto a la estrella cental, lo que se ha

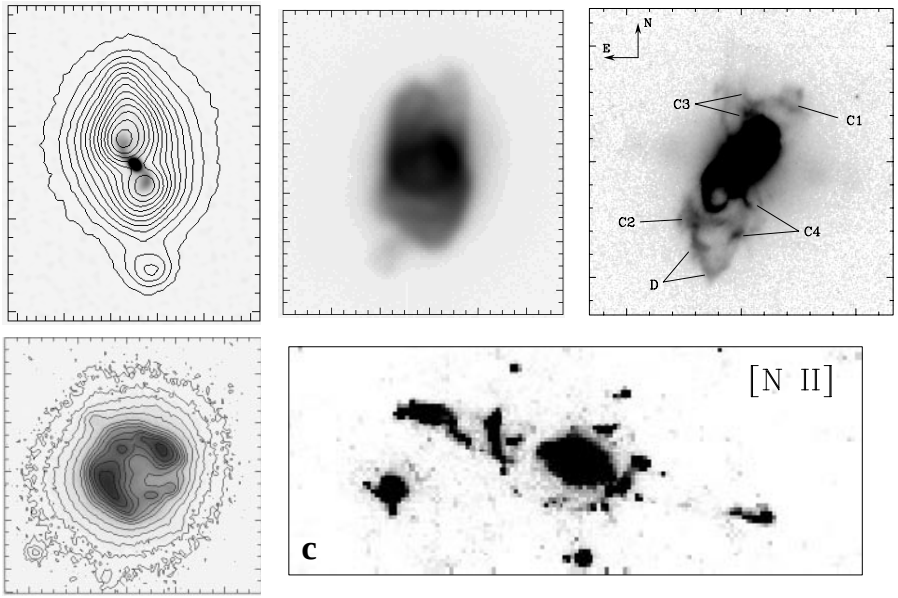


Figura 2: Imágenes en la línea de [NII]λ6584 de nebulosas planetarias con chorros. El Norte está arriba y el Este a la izquierda en todos los casos. (*arriba izquierda*) K 3-35: los contornos representan la imagen en [NII] y los grises la emisión de radio continuo en 3.6 cm; un chorro bipolar en precesión se observa en las dos imágenes; (*arriba centro*) NGC 6572: los dos pares de protuberancias se han interpretado como el resultado de la interacion de chorros colimados con la envoltura; (*arriba derecha*) Hu 2-1: imagen en [NII] obtenida con el HST; C1–C4 representan condensaciones de alta velocidad (véase también la Fig.5); (*abajo izquierda*) NGC 6884: las dos estructuras en forma de arco son chorros en precesión (véase también la Fig.4). (*abajo derecha*) M 2-48: las estructuras más externas orientadas en ángulo de posición 75° y separadas 4′ son dos choques de proa (*bow shocks*) asociados a un chorro bipolar colimado.

interpretado como precesión o cambios de orientación en la fuente que origina estos chorros. La localización de los chorros con respecto a la envoltura ionizada de la NP también es variada observándose tanto dentro de la envoltura como sobre la envoltura y fuera de la misma.

Propiedades cinemáticas

Los chorros suelen presentar una velocidad radial mayor que las observadas en el resto de la nebulosa, encontrándose valores entre unos pocos km s^{-1} hasta $\simeq$ 500 km s^{-1} (p.e., Miranda & Solf 1992; López et al. 1993; Bryce et al. 1997; Guerrero et al. 1999, 2000). Los chorros presentan también simetría en velocidad radial. En las Figuras 3, 5 y 6 se muestran espectros de NPs donde se pueden apreciar las propiedades cinemáticas de estas estructuras. En concreto, las componentes de un par bipolar presentan velocidades radiales idénticas pero de signos opuestos (una component del par despazada al azul, la otra al rojo) con respecto a la velocidad central de sistema de la nebulosa.

Es importante recordar que la velocidad que se mide a partir de un espectro corresponde a la componente radial del vector velocidad y, por lo tanto, es un límite inferior al valor de la velocidad "real" del chorro. Obtener la velocidad real implica deshacer los efectos de proyección. El procedimiento típico es construir un modelo tridimensional de la nebulosa y/o de los chorros, haciendo ciertas hipótesis más o menos razonables, en base a datos espectroscópicos de alta resolución espacial y espectral. Un ejemplo de este tipo de análisis se ilustra en la Figuras 3 y 4 para NGC 6884. Las imágenes directas de NGC 6884 muestran una estructura circular brillante en [NII] (Figs. 2,3). Sin embargo,

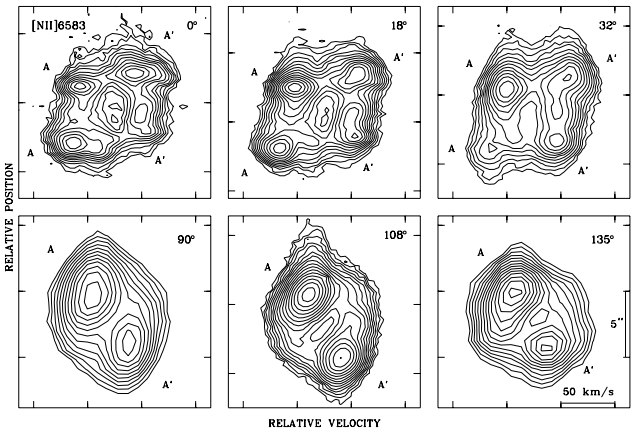


Figura 3: Espectros de rendija larga de la línea de [NII]λ6584 en NGC 6884 obtenidos en diferentes ángulos de posición de la rendija (arriba a la derecha). AA' denotan la emisión de la estructura circular observada en la imágen directa (véase Figs.2 y 4).

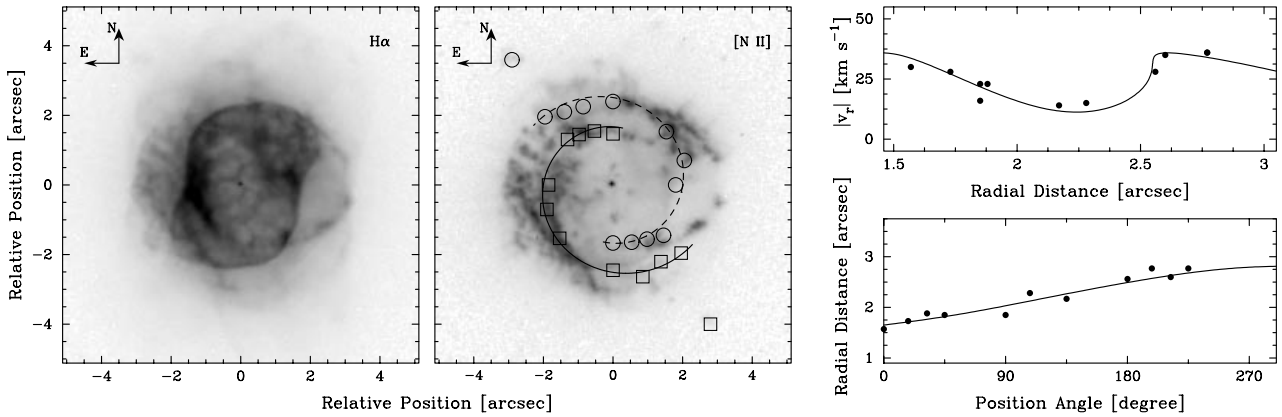


Figura 4: (*izquierda*) Imágenes de NGC 6884 en Hα y [NII]λ6584 obtenidas del archivo del HST. Los cuadrados y círculos en la imagen de [NII] representan las posiciones de las componentes AA' obtenidas a partir de los espectros en la Fig.4. Estas trazan dos espirales siméticas que se interpretan como un chorro bipolar en precesión. (*derecha*) Variación de la distancia angular a la estrella central y del módulo de la velocidad radial en función del ángulo de posición para las estructuras espirales. Las líneas representan lo esperado de un modelo de chorro balístico en precesión eyectado con velocidad constante de 55 km s^{-1}.

el análisis de los espectros indica que esta estructura circular corresponde a dos espirales simétricas (tanto en velocidad como espacialmente). Este resultado, unido a la apariencia filamentosa, permite interpretar las espirales como un chorro bipolar en precesión (Miranda et al. 1999). Bajo la hipótesis de eyección balística a velocidad constante (véase Guerrero 2000) es posible encontrar un rango restringuido de valores para la velocidad de eyección, ángulo de precesión y orientación del eje del cono de precesión. De estos valores se estima un periodo de precesión de $\simeq 500\times$(D/2) años (D es la distancia a la fuente en kpc).

Recientemente, Guerrero et al. (2002) utilizan una aproximación estadística para obtener la velocidad de los chorros. A partir de la distribución de velocidades radiales de los chorros, estos autores encuentran que la mayoría de ellos presenta velocidades radiales ≤ 60 km s^{-1} siendo sólo una pequeña fracción los que tienen velocidades radiales ≥ 200 km s^{-1}. Comparando la distribución observada con las que se esperan de distribuciones simples de la velocidad, se deduce que los resultados son consistentes con una distribución bimodal de velocidades en la que la mayoría de los chorros se mueven a ≤ 75 km s^{-1} mientras que sólo un $\sim 25\%$ se mueven a más de 100 km s^{-1}.

La anchura en velocidad de los flujos colimados (representada por la anchura FWHM de las emisiones) presenta unos valores muy pequeños (≤ 25 km s^{-1}) comparados con la velocidad radial, lo que implica grados de colimación grandes tal como se espera de un *jet*. También sería de esperar que los chorros presentasen (al menos en su extremo) anchuras en velocidad enormes características de choques de proa (*bow-shocks*), tal como se observa en los chorros asociados a estrellas jóvenes. Curiosamente, el número de NPs en las que los chorros están asociados con choques de proa es muy escaso (p.e., Schwarz 1992; Solf 1994; López et al. 1997a,b; Vázquez et al. 2000; López-Martín et al. 2002). Incluso en los chorros de MyCn 18, con velocidades radiales de hasta $\simeq 400$ km s^{-1}, la anchura en velocidades es ≤ 10 km s^{-1} y no se ha encontrado hasta ahora ninguna evidencia de excitación por choque (Bryce et al. 1997).

Propiedades de emisión y condiciones físicas

Los chorros en NPs están caracterizados por un espectro de emisión de baja excitación siendo las emisiones de [NII] en 6548 y 6583 Å las más intensas y típicas de estas estructuras (véase p.e., Balick 1993, 1994). De hecho, el cociente de intensidades de las líneas de [NII] a Hα presenta valores de $\simeq 1$ pudiendo llegar hasta 5 o más. La Figura 7 presenta un ejemplo de la enorme intensidad que pueden tener las líneas de [NII]. La intensidad (relativa a Hα) de las emisiones de [SII] and [OI] es un factor $\simeq 10$ mayor que en el resto de la nebulosa. Emisiones de [OIII], que son típicas e intensas en las envolturas de las NPs, no se observan o son muy débiles, excepto en los casos en los que los chorros están asociados a choques de proa.

La interpretación de este espectro de emisión ha presentado problemas. La presencia de emisiones de baja excitacion es similar a la que se observa en los chorros asociados a estrellas jóvenes debida a excitación por choque (Raga et al. 1996). Sin embargo, en estos últimos, las emisiones dominantes son las de [SII] y [OI], que alcanzan intensidades superiores a la emisión Hα, mientras que las líneas de [NII] presentan una intensidad bastante moderada (véase p.e., Raga et al. 1996). Las primeras interpretaciones sugerían la exis-

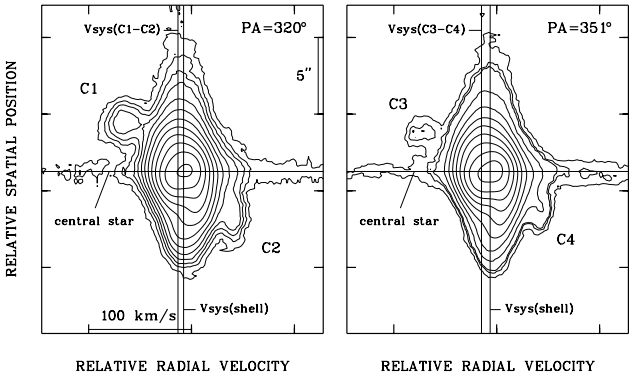


Figura 5: Espectros de rendija larga en la línea de [NII]λ6584 de Hu 2-1 obtenidos en dos ángulos de posición de la rendija (véase también la Fig.2). Las líneas verticales representan la velocidad de sistema de la nebulosa [V_{sys}(shell)] y la velocidad de sistema de los dos pares de condensaciones bipolares C1–C2 y C3–C4. La diferencia entre las dos velocidades de sistema se atribuye la presencia de una estrella binaria en el centro de la nebulosa (véase texto).

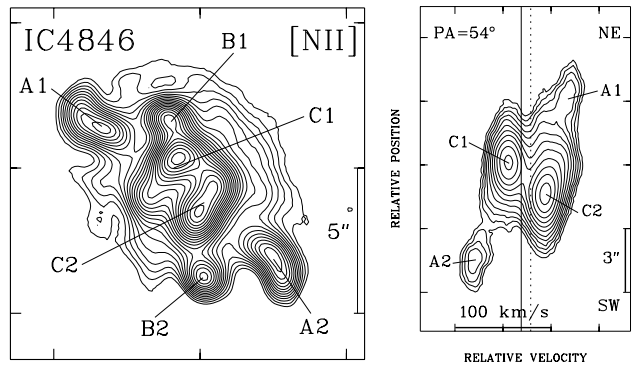


Figura 6: (*izquierda*) Imagen en [NII]λ6584 de IC 4846. A1–A2, B1–B2 y C1–C2 denotan los pares de componentes con simetría de punto. Al menos A1–A2 y B1–B2 representan chorros colimados. (*derecha*) Espectro de la línea de [NII]λ6584 obtenido en con la rendija orientada en ángulo de posición 54°. La línea vertical punteada indica la velocidad de sistema de la nebulosa y la línea vertical continua indica la velocidad de sistema del par A1–A2 (véase texto).

tencia de una sobreabundancia peculiar de Nitrógeno en los chorros de las NPs que podía ser hasta un factor 7 mayor que en el resto de la nebulosa (Balick et al. 1994). Sin embargo, cálculos más recientes (Alexander & Balick 1997) sugieren que la determinación de abundancias en los chorros no es correcta y que tales super–sobreabundancias no existen. Un modelo que parece explicar el espectro observado es el de choques en un medio fuertemente ionizado (Doppita 1997). El choque comprime el gas y disminuye el parámetro de ionización en la región ionizada detras del choque favorececiendo la emisión de líneas de baja excitación. Estos modelos explican el aumento de las intensidades relativas de [SII] y [OI] en los chorros y predicen emisiones de [NII] con una intensidad similar a la de Hα. No obstante, el modelo considera abundancias solares que no son apropiadas para las NPs (Doppita 1997). Queda por ver si el incluir valores de abundancias típicos de NPs en estos modelos puede explicar emisiones de [NII] con intensidades muy superiores a la de Hα.

Las condiciones físicas del gas en los chorros no parecen ser muy diferentes de las que se observan en las envolturas ionizadas. Las densidades electrónicas son del orden de $\leq 10^3$ cm^{-3} (Balick et al. 1993, 1994; Hajian et al. 1997) aunque en algunos casos se han medido valores superiores (10^4–10^5 cm^{-3}) (Miranda & Solf 2992; Miranda et al. 2000). La temperatura electrónica tampoco parece ser muy diferente de la que se observa en la envoltura ionizada ($\simeq$ 10 000 K). Es curioso que los chorros y las envolturas ionizadas presenten espectros tan diferentes si las condiciones físicas en ambos son tan similares (Balick et al. 1993).

Modelos para la generación de los flujos colimados

Los primeros modelos para explicar la presencia de chorros colimados en NPs consideran una estrella central binaria que contiene una gigante y una compañera compacta (Morris 1987; Soker & Livio 1994; Mastrodemos & Morris 1998,1999). La compañera acrece parte de la materia eyectada por la gigante a través de un disco de acrecimiento desde el cual se generan las eyecciones colimadas. Si el plano del disco de acrecimiento no coincide con el plano orbital, el disco precesa dando lugar a los cambios de dirección de los chorros. Una variante del modelo de estrella binaria, supone la destrucción de una estrella compañera de muy baja masa (o un planeta) formando un disco alrededor de la gigante (Soker & Livio 1994; Soker 1996). Este disco actuaría como agente colimador del viento de la gigante.

La mayor dificultad de estos modelos es que el número de estrellas centrales binarias conocido es muy pequeño (Ciardullo et al. 1999; Soker 1999; Bond 2000). Además la binaria debe cumplir unas condiciones (p.e., separación orbital) para que la transferencia de masa pueda ser efectiva (Mastrodemos & Morris 1999). La detección directa de estrellas centrales binarias pueden presentar problemas debidos a la naturaleza de la binaria y/o evolución de la misma, y estar limitada por la resolución instrumental disponible, así que se han sugerido métodos indirectos para inferir su posible existencia. Soker (1994) y Soker et al. (1998) modelaron la influencia que las estrellas binarias separadas y próximas podrían tener en la morfología de las NPs. En ambos casos, los modelos predicen estrellas centrales que no están situadas en el centro de la nebulosa, como de hecho se observa en varios casos (véase

las referencias citadas). Recientemente se ha propuesto que la presencia de una estrella central binaria puede deducirse si la velocidad de sistema de los chorros y la velocidad de sistema de la nebulosa no coinciden. (Miranda et al. 2001a,b). La diferencia de velocidades de sistema se debería a la velocidad orbital. Estas diferencias se observan en Hu 2-1 y IC 4846 (Figuras 5 y 6). A partir de los datos observacionales y de un modelo sencillo (Miranda 2002), en ambas NPs se obtienen separaciones orbitales $\leq$ 30 UA y periodos $\leq$ 100 años. Estos parámetros orbitales son muy similares a los de estrellas simbióticas asociadas con chorros (véase Miranda et al. 2001a) sugiriendo que las estrellas centrales de Hu 2-1 y IC 4846 pueden estar relacionadas con este tipo de estrellas binarias.

Dentro del contexto del modelo de vientos interactivos, también se hicieron esfuerzos para explicar la formación de los chorros por medios puramente hidrodinámicos. Se suponía que el contraste de densidad no sólo daba lugar a una envoltura no esférica, sino que también era capaz de provocar alta colimación enfocando el viento hacia la dirección polar de la NP (Balick 1987). Aunque las simulaciones mostraban que tal enfoque existía (Frank & Mellema 1994; Mellema & Frank 1995), ninguna de ellas fué capaz de reproducir las propiedades observadas en los casos más simples (es decir, chorros en el eje mayor de la NP y fuera de la envoltura) y, mucho menos, explicar precesión o la presencia de chorros a distancias muy pequeñas de la estrella central (Miranda & Torrelles 1998).

La generación de chorros aparece de forma natural dentro de los modelos magnetohidrodinámicos bajo ciertos valores de campo magnético y velocidad de rotación estelar (Rozyczca & Franco 1996; García-Segura 1997; Blackman et al. 2001a,b). No obstante, para reproducir los cambios de orientación de los chorros se suele suponer que el eje de colimación magnética y el eje mayor de la NP están desalineados debido a la presencia de una compañera. En algunas NPs y pre-NPs se han medido campos magnéticos del orden de miliGauss a distancias de 10^{15-16} cm de la estrella central por medio de polarizacion de los maseres de OH (Zijlstra et al. 1989; Hu et al. 1993; Szymczak et al. 1999; Miranda et al. 2001c). En el caso concreto de K 3-35, el campo magnético está concentrado en un toroide ecuatorial (Miranda et al. 2001c) tal como requiere alguno de los modelos (Rozyczca & Franco 1996). Mientras que estos resultados parecen apoyar los modelos de colimación magnética, otros cálculos (Soker 2002) sugieren que los campos magnéticos no juegan ningún papel relevante en la formación global de las NPs. Para determinar cuál es la influencia real de los campos magnéticos en la formación de las NPs y sus chorros se necesitan estudios más detallados del campo magnético de los que existen hoy en día.

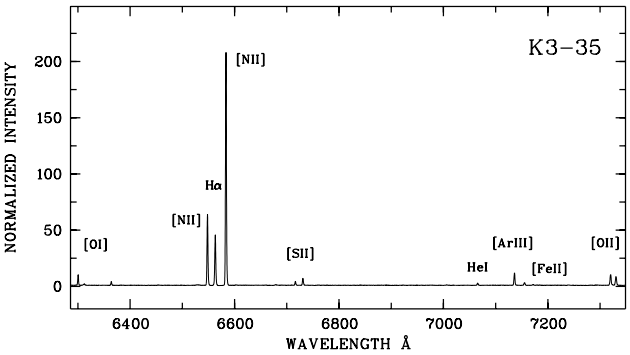


Figura 7: Espectro de la nebulosa planetaria K 3-35. Las líneas de emisión de baja excitación se originan en un chorro. El cociente de intensidades [NII]6548+6583/Hα es $\simeq$ 5.

Conclusiones

La presencia de chorros colimados en las NPs es un hecho establecido y, por otra parte, inesperado que ha traido consigo grandes cambios en nuestras ideas de qué son las NPs y cómo se forman. Las propiedades de estos chorros son peculiares y variadas. Las propiedades comunes a todos ellos parecen ser un espectro de baja excitación, dominado por emisiones de [NII] muy intensas, y cambios de dirección con respecto a la estrella cental. Desde el punto de vista morfológico y cine- mático es más difícil encontrar propiedades comunes. El número de chorros que han sido bien estudiados es aún pequeño y sería muy importante hacer estudios espectroscópicos de muchos más. La presencia de chorros en las NPs ha motivado modelos teóricos novedosos y numerosas simulaciones para tratar de explicar su origen. Existen básicamente dos escenarios: el de una estrella central binaria y el de colimación magnética. De momento, no parece existir ninguna prueba *concluyente* que pueda favorecer uno u otro (o los dos).

Agradecimientos

El trabajo sobre jets en nebulosas planetarias no lo podría haber hecho sin la colaboración de muchos investigadores (véase referencias) a los cuales les estoy muy agradecido. A Martín Guerrero también le doy las gracias por las Figuras 1 y 4. Gracias también al evaluador del artículo por sus comentarios.

Referencias

[1] Alexander J., Balick B., 1997, AJ, 114, 713

[2] Balick, B., 1987, AJ, 94, 671

[3] Balick B., et al., 1994, ApJ, 424, 800

[4] Balick B., Rugers M., Terzian Y., Chengalur J.N., 1993, ApJ, 411, 778

[5] Bond H.E., 2000, in ASP Conf. Ser., vol. 199, J.H. Kastner, N. Soker & S. Rappaport (eds.), p.115

[6] Ciardullo R., Bond H.E., Sipior M.S., Fullton L.K., Zhang C.-Y., Schaefer K.G., 1999, AJ, 118, 488

[7] Gieseking F., Becker I., Solf J., 1985, ApJ, 295, L17

[8] Blackman E.G., Frank A., Welch C., 2001a, ApJ, 546, 288

[9] Blackman E.G., et al., 2001b, Nat, 409, 485

[10] Bryce M., López J.A., Holloway A.J., Meaburn J., 1997, ApJ, 482, L97

[11] Doppita M.A., 1997, ApJ, 485, L41

[12] Frank, A., Mellema, G., 1994, A&A, 289, 937

[13] García-Segura, G., 1997, ApJ, 489, L189

[14] Gonçalves D. R., Corradi R.L.M., Mampaso A., 2001, ApJ, 547, 302

[15] Guerrero M.A., 2000, in ASP Conf. Ser., vol. 199, J.H. Kastner, N. Soker & S. Rappaport (eds.), p.371

[16] Guerrero M.A., Miranda L.F., Chu Y.-H., 2002, RMxAC, 12, 156

[17] Guerrero M.A., Miranda L.F., Manchado A., Vázquez R., 2000, MNRAS, 313, 1

[18] Guerrero M.A., Vázquez R., López J.A., 1999, AJ, 117, 967

[19] Hajian A.R., Balick B., Terzian Y., Perinotto M., 1997, ApJ, 487, 304

[20] Hu J.Y., Slijkhuis S., Rieu N.-Q., de Jong T., 1993, A&A, 273, 185

[21] Kwok S., Purton C.R., Fitzgerald P.M., 1978, ApJ, 219, L125

[22] López J.A., Meaburn J., Bryce M., Rodríguez L.F., 1997a, ApJ, 475, 705

[23] López J.A., Meaburn J., Palmer J.W., 1993, ApJ, 415, L135

[24] López J.A., Steffen W., Meaburn J., 1997b, ApJ, 485, 697

[25] López-Martín L., et al., 2002, A&A, 388, 652

[26] Manchado A., 2000, Boletín de la Sociedad Española de Astronomía, vol.1, n.4

[27] Manchado A., Guerrero M.A., Stanghellini L., Serra-Ricart M., 1996, The IAC Morphological Catalog of Northern Galactic Planetary Nebulae (La Laguna: IAC)

[28] Mastrodemos N., Morris M., 1998, ApJ, 497, 303

[29] Mastrodemos N., Morris M., 1999, ApJ, 523, 357

[30] Mellema, G., Frank, A., 1995, MNRAS, 273, 401

[31] Miranda L.F., 2002, RevMexA&A Serie de Conferencias, 13, 145

[32] Miranda L.F., et al., 2000a, MNRAS, 311, 748

[33] Miranda L.F., et al., 2001b, MNRAS, 321, 487

[34] Miranda L.F., Gómez Y., Anglada G., Torrelles J.M., 2001c, Nat, 414, 284

[35] Miranda, L.F., Guerrero M.A., Torrelles J.M., 1999, AJ, 117, 1421

[36] Miranda L.F., Guerrero M.A., Torrelles J.M., 2001a, MNRAS, 322, 195

[37] Miranda L.F., Torrelles J.M., 1998, ApJ, 496, 274

[38] Miranda L.F., Solf J., 1990, Ap&SS, 171, 227

[39] Miranda L.F., Solf J., 1992, A&A, 260, 397

[40] Morris M., 1987, PASP, 99, 115

[41] Raga A.C., Böhm K.-H., Cantó J., 1996, RMxA&A, 32, 161

[42] Rozyczca M., Franco J., 1996, ApJ, 496, L127

[43] Sahai R., 2000, ApJ, 537, L43

[44] Sahai R., Trauger J.T., 1998, AJ, 116, 1357

[45] Schwarz H.E., 1992, A&A, 264, L1

[46] Schwarz H.E., Corradi R.L.M., Melnick J., 1992, A&AS, 96, 23

[47] Soker N., 1994, MNRAS, 270, 774

[48] Soker N., 1996, ApJ, 468, 774

[49] Soker N., 1999, AJ, 118, 2424

[50] Soker N., 2002, MNRAS, enviado

[51] Soker N., Livio M., 1994, ApJ, 421, 219

[52] Soker N., Rappaport S., Harpaz A., 1998, ApJ, 496, 842

[53] Solf J., 1994, A&A, 282, 567

[54] Smymczak M., Cohen R.J., Richards A.M.S., 1999, MNRAS, 304, 877

[55] Vázquez R., et al., 2000, A&A, 357, 1031

[56] Zhang C.Y., Kwok S., 1998, ApJS, 117, 341

[57] Zijlstra A.A., et al., 1989, A&A, 217, 157

Tesis doctorales

La formación de estructuras en el Universo: nuevas pistas en el espectro de fluctuaciones y en la función de correlación de tres puntos

José Jerónimo Barriga Carrasco barriga@ieec.fcr.es

Director/es: Enrique Gaztañaga y Emili Elizalde
Centro: Física Fonamental, Universitat de Barcelona. Institut d'Estudis Espacials de Catalunya (IEEC)/CSIC.
Lectura: 27 de febrero de 2002

En esta tesis se aportan nuevas pistas sobre dos aspectos fundamentales para entender la formación de estructuras: el espectro de fluctuaciones primordiales y el mecanismo de crecimiento de estas fluctuaciones. Por un lado, comparamos el espectro de fluctuaciones trazado por galaxias a grandes escalas (y bajo *redshift*), con el espectro trazado por las fluctuaciones de temperatura de la radiación cósmica de fondo (CMB). Por otro, se estudia la función de correlación a dos y tres puntos en la distribución de galaxias. En el primer aspecto se aborda el régimen lineal de crecimiento y por tanto nos aporta información sobre las condiciones iniciales (el espectro primordial). En el segundo caso, se estudia el régimen perturbativo no-lineal que depende directamente del mecanismo de crecimiento.

Las estimaciones experimentales del espectro de fluctuaciones obtenidas de los catálogos de galaxias (como el catálogo APM) nos indican que parece haber una inflexión o disminución de amplitud en el espectro a escalas grandes, con respecto a lo esperado en modelos de CDM (*Cold Dark Matter*). Por otro lado, los datos experimentales provinientes del estudio de las anisotropías de la temperatura de la CMB, y más en concreto de la misión Boomerang, nos dan una primera indicación de que el segundo pico acústico podría ser más bajo de lo que se esperaba. Argumentamos que estos dos efectos pueden ser debidos a la misma razón teórica: el espectro primordial podría no ser invariante bajo escala, como se asume habitualmente. Mostramos cómo cambia la estimación de parámetros cosmológicos cuando permitimos espectros primordiales más generales. Un reanálisis conjunto de la misión Boomerang y el catálogo APM en un Universo plano, descartan significativamente el espectro invariante bajo escala.

La evolución de fluctuaciones por crecimiento gravitatorio genera una función de correlación a tres puntos ξ_3 no nula, aun partiendo de condiciones iniciales Gaussianas. Si normalizamos convenientemente ξ_3 con la función de 2 puntos ξ_2 tenemos la amplitud jerárquica: $Q_3 \simeq \xi_3/\xi_2^2$ que se relaciona directamente con la función de acoplamiento no-lineal de segundo orden, lo cual nos permite determinar el mecanismo

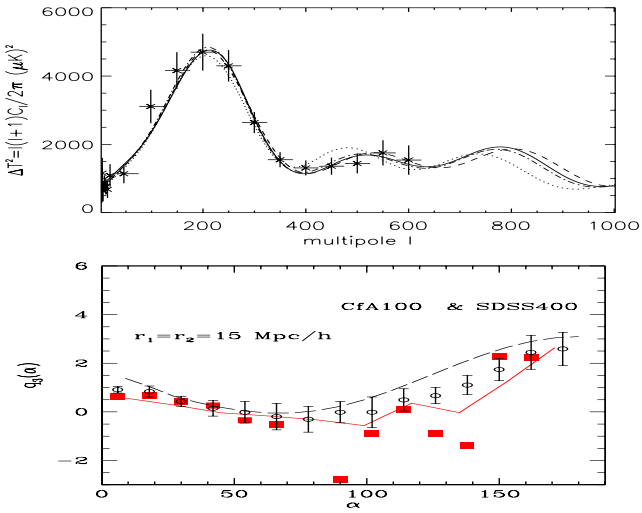


Figura 1: Arriba: ajuste al espectro de anisotropías en temeperatura en Boomerang. Abajo: Datos de SDDS (cuadrados) y ZCAT (línea continua) comparado con teoría de perturbaciones (línea a trazos) y simulaciones (círculos).

que provoca el crecimiento de fluctuaciones. La gravedad produce una forma característica de Q_3, cuyo valor es máximo para triángulos elongados y mínimo para triángulos rectángulos. Sorprendentemente, hasta la fecha, estas predicciones analíticas no se habían podido contrastar con las observaciones o ni siquiera con simulaciones numéricas de N-cuerpos, debido a las dificultades prácticas del conteo de tripletes. En esta tesis desarrollamos un algoritmo que permite calcular, en un tiempo razonable, los tripletes en simulaciones de N-cuerpos y en catálogos de galaxias que contienen del orden de 10^6 galaxias. Otra de la novedades de nuestro trabajo es el desarrollo de un método para extraer de las simulaciones o de los catálogos las contribuciones de los diferentes órdenes en la teoría de perturbaciones. Hemos probado la eficacia de este nuevo método en simulaciones de N-cuerpos gravitatorias, reproduciendo por primera vez las predicciones perturbativas. También estudiamos las distorsiones en espacio de *redshift* y el régimen no lineal en simulaciones. Finalmente, aplicamos esta nueva herramienta a los catálogos de galaxias ZCAT (CfA2 redshift catalogue) y SDSS (Sloan Digital Sky Survey, EDR). Obtenemos que se reproducen los valores predichos por la teoría de perturbaciones cosmológicas a escalas grandes (débilmente no-lineales). Esto supone una de las primeras evidencias directas de que la gravedad es el mecanismo de formación dominante a estas escalas. Por otro lado, parece haber un sesgo a escalas no lineales (muy pequeñas) que puede ser debido a la ya conocida posibilidad de sesgo entre materia luminosa y materia oscura, o a algún otro motivo, como, por ejemplo, desviaciones en el espectro primordial, con respecto al modelo invariante de escala, a estas escalas, tal y como se propone en la primera parte de esta tesis.

El origen del calentamiento y la química de las nubes del centro galáctico

Nemesio J. Rodríguez Fernández
nemesio.rodriguez-fernandez@obspm.fr

Director/es: Jesús Martín-Pintado Martín
Centro: Observatorio Astronómico Nacional
Lectura: 1 de febrero de 2002

A pesar de la gran densidad superficial de gas en los 500 pc centrales de la Vía Láctea (de aquí en adelante "centro galáctico", CG), la tasa de formación estelar es 10 veces menor que la del disco. Probablemente, esto se debe a las particulares condiciones del medio interestelar (MI) en el CG. Las nubes del CG son densas, turbulentas, y el gas molecular presenta una rica química y altas temperaturas (~ 200 K) en grandes regiones donde el polvo está frío. El origen de estas propiedades no está claro aunque podría deberse al efecto de choques causados por el movimiento de las nubes en el potencial galáctico.

En esta tesis se presenta un estudio del MI en el CG a distintas longitudes de onda y escalas espaciales. Hemos determinado (por vez primera) la cantidad de gas caliente en las nubes del CG gracias a la observación de líneas rotacionales-puras de H_2 con el *Infrared Space Observatory* (ISO). La columna de densidad total de gas caliente (~ 200 K) es del orden de 10^{22} cm^{-2} y en promedio es un 30 % de la columna de gas total. El H_2 podría calentarse por choques o en regiones de foto-disociación (en adelante regiones PDR) pero para explicar la cantidad de gas caliente observada es necesario que haya varios de esos choques o regiones PDR en la línea de mira. Dos de las nubes muestran una razón orto-/para-H_2 fuera del equilibrio que se ha interpretado como fruto de un calentamiento transitorio por efecto de choques de baja velocidad que podrían ser causados por la dinámica en el CG.

También con datos de *ISO* (en este caso líneas de estructura fina) hemos estudiado el gas ionizado en la zona del Arco, encontrando una componente extensa no conocida por estudios previos a longitudes de onda de radio. La modelización con CLOUDY y con un sencillo modelo geométrico (véase la figura 1), muestra que el gas se ioniza por el efecto conjunto de los cúmulos del Quintuplete y del Arco. Eso sí, para explicar el alcance de la radiación es necesario que el medio sea muy poco homogéneo. El H_2 caliente en la nubes de este área debe de provenir de regiones PDR causadas por los cúmulos.

Para estudiar el posible efecto de los rayos X en la química, hemos realizado un estudio comparativo de la emisión de SiO y de la línea del hierro neutro o poco ionizado a 6.4 keV. Ambas emisiones están correlacionadas y deben tener, directa o indirectamente, un origen común.

Por último, hemos estudiado el gas caliente a pequeña escala observando varias líneas de NH_3 en la envoltura de SgrB2 con el VLA. La estructura del gas caliente es muy poco homogénea, estando dominada por arcos y anillos en expansión que probablemente son causados por los vientos de estrellas masivas evolucinadas. En este contexto se puede explicar la turbulencia y la no-homogeneidad del medio, así como el calentamiento (choques causados por la expansión y radiación procedente de las estrellas) y la química "de choques".

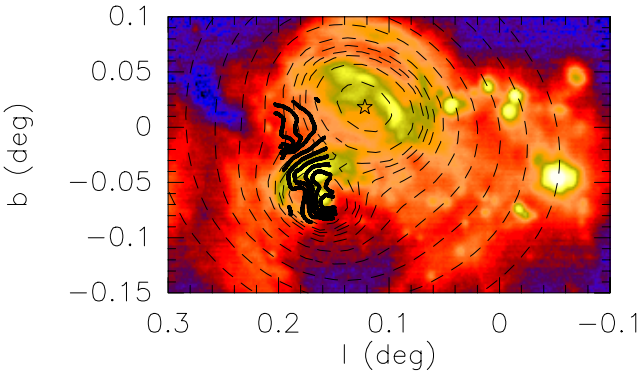


Figura 1: En contornos gruesos se muestra la razón de [N III] 57 μm a [N II] 122 μm. También se muestran (líneas discontinuas) los contornos de igual parámetro de ionización teniendo en cuenta el efecto de los cúmulos del Quintuplete y del Arco (indicados por estrellas). Nótese que las líneas discontinuas reproducen adecuadamente los contornos de la razón [N III]/[N II] así como la morfología del polvo caliente (en grises se muestra la imagen a 20 μm del *Midcourse Space Experiment*).

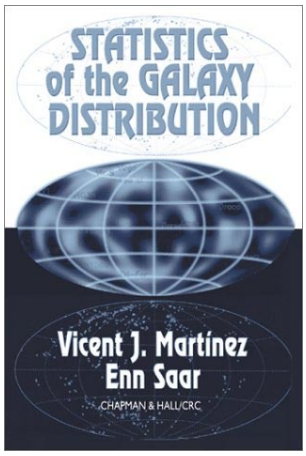
En resumen, los datos *ISO* muestran que el efecto de la radiacción UV en el calentamiento de las nubes es más importante de lo que se pensaba y no se puede descartar con el simple argumento de que el polvo esta más frío que el gas. No obstante, la presencia de choques tampoco se puede descartar y sigue siendo la manera más sencilla de explicar las altas abundancias de ciertas moléculas.

Es posible que el efecto de choques causados por la dinámica galáctica sea el mecanismo de excitación dominante para las nubes que se encuentran en los extremos del disco nuclear. Sin embargo, las propiedades del MI (temperaturas, inhomogeneidad, turbulencia, química,...) son similares a lo largo de todo el CG, y en particular similares a las de la envoltura de Sgr B2. Por ello, se podrían explicar en el mismo contexto de un medio fuertemente influenciado por la presencia de estrellas masivas evolucionadas. Esto implicaría que en el CG ha debido producirse un brote de formación estelar hace 10^6-10^7 años (de lo cual hay otras evidencias independientes). En conclusión, las particulares propiedades del MI en el CG pueden ser la consecuencia del pasado reciente de formación estelar masiva en esta región de la Galaxia.

Reseñas de libros

Statistics of the Galaxy Distribution

Autor/es: Vicent J. Martínez y Enn Saar
Editorial: Chapman & Hall
Páginas: 456 **ISBN:** 1-58488-084-8
Precio: $74.95

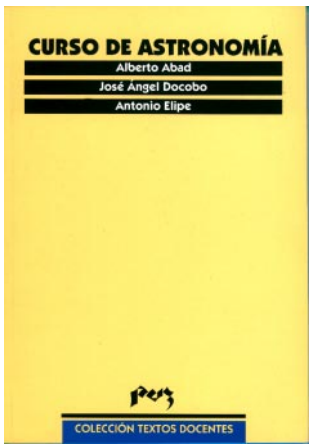


Vicent Martínez y Enn Saar son los autores de este libro dedicado a un tema de plena actualidad como es la formación y evolución de galaxias y sus agrupamientos centrándose en el estudio de la distribución de materia y radiación. La caracterización estadística de esta distribución a fin de restringir los modelos de formación de estructura en el universo es un tema clásico en cosmología –los primeros trabajos de Peebles y colaboradores se remontan a los años 70–. Con todo, continúa siendo un campo muy activo en el que se han producido notables avances en los últimos años, no sólo en lo que se refiere a los datos empíricos acumulados -inicialmente restringidos a la distribución angular de galaxias brillantes y ahora incluyendo su distribución a 3-D hasta grandes magnitudes así como la anisotropía de la radiación de fondo- sino a las técnicas matemáticas utilizadas para evidenciar sus propiedades y a los modelos físico-matemáticos desarrollados para dar cuenta de las mismas. Por otro lado, como acostumbra a suceder en estos casos, dichos avances se han producido a lo largo de varias líneas en paralelo y de forma hasta cierto punto desordenada e inconexa. Se echaba pues en falta un manual que, no sólo recogiera y explicara ese extenso corpus, en apariencia caótico, de datos, técnicas y modelos, sino que relacionara entre sí, al menos hasta donde fuera posible, sus distintas piezas. Esto es lo que busca y a mi entender consigue plenamente este libro. En él se recoge de forma amena y muy bien estructurada las diversas técnicas estadísticas utilizadas en este tipo de estudios -y aplicables a otros muchos-, las múltiples conexiones que existen entre ellas, así como la base empírica sobre la que se aplican, es decir, los distintos catálogos de objetos extragalácticos disponibles y sus características diferenciales. Los autores han hecho además un notable esfuerzo en tratar con mayor detalle si cabe las últimas novedades tanto teóricas como observacionales. Todo ello hace de este libro una herramienta muy útil para todos los que trabajamos en cosmología.

Eduard Salvador Solé eduard@am.ub.es

Curso de Astronomía

Autor/es: Alberto Abad, José Angel Docobo, Antonio Elipe
Editorial: Prensas Universitarias de Zaragoza (Colección Textos Docentes, 84)
Páginas: 254 **ISBN:** 84-7733-586-9
Precio: 10.81 euros



Los autores han concebido este libro como un libro de texto universitario para un primer curso de astronomia, dirigido a estudiantes de física, matemáticas e ingenierías. En él se refleja la larga experiencia docente en astronomía de posición y mecánica celeste adquirida en las Universidades de Zaragoza y Santiago de Compostela.

Trata de forma clásica los aspectos básicos de la astronomía esférica: la descripción de los sistemas de coordenadas, las perturbaciones a las mismas y el tratamiento del tiempo en astronomía; estudia con detalle el movimiento de los planetas y su movimiento aparente geocéntrico, desarrollando también el formulismo matemático básico para el estudio de los eclipses. Es de destacar el último capítulo, dedicado a la determinación de los elementos orbitales de sistemas estelares y, más concretamente, estrellas dobles visuales, binarias espectroscópicas y binarias eclipsantes o fotométricas. Aquí se refleja la larga experiencia investigadora de los autores en este campo.

Resulta interesante el ejercicio de tratar de ubicar los temas desarrollados y el nivel de los mismos en el contexto de los actuales planes de estudio, planes que, como sabemos, han supuesto un cambio profundo en la enseñanza de la astronomía en la universidad a la vez que una reducción substancial de las horas de clase. En la actualidad, algunas facultades imparten una asignatura básica en astronomíia y astrofísica durante el primer ciclo de la carrera. Deben ofrecerse nociones básicas sobre la apasionante variedad de temas que comprende nuestra ciencia: desde el estudio de los movimentos de los astros a la descripción de los procesos de radiación, pasando por el estudio de la estructura y la evolución estelar, la astronomía galáctica y la extragaláctica, por citar algunos de ellos. Como consecuencia, muchos de los temas no pueden ser tratados con la profundidad deseada, y es en este marco donde libros como el que aquí se presenta suponen un complemento de mucho valor para el estudiante. En particular, la claridad en la exposición de las ideas permitirá al alumno autoformase en temas básicos de astronomía de posición y mecánica celeste. En esta misma línea, los autores proponen una lista de problemas al final de cada capítulo. Solo sugerir que en futuras ediciones se complete la publicación de las soluciones a todos los problemas de naturaleza numérica.

Francesca Figueras Siñol cesca@am.ub.es

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

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

http://sea.am.ub.es