#### Boletín de la SEA

#### Editores

Iñigo Arregui Uribe-Echevarría Nicolás Cardiel López Xavier Luri Carrascoso Belén López Martí Jaime Zamorano Calvo

#### Portada

Benjamín Montesinos Comino

#### Comité editorial

Agustín Sánchez Lavega Antonio Alberdi Odriozola Fernando Moreno Insertis Rafael Rebolo López Jaime Zamorano Calvo

Sociedad Española de Astronomía SEA http://sea.am.ub.es

Comisión de información comi-info@sea.am.ub.es

Ad astra per aspera



Desde hace ya algunos años cada edición de este boletín incluye una reseña sobre el estado del GTC. Esta edición no es una excepción, pero con el añadido de que en esta ocasión se trata de un hito crucial en este proyecto: la primera luz del GTC. José-Miguel Rodriguez Espinosa nos cuenta cómo se desarrolló esta ceremonia y los planes de futuro a partir de aquí.

En este número encontraréis también los primeros resultados sobre la encuesta de asociaciones de astrónomos aficionados, el habitual artículo de revisión, en esta ocasión dedicado a los GRBs, la recopilación de reseñas de tesis doctorales y la reseña del libro "Cosmología Física".

Como novedad en este número hemos incluido una nota breve sobre la detección de un objeto de baja masa enviada por J.A. Docobo. Quisiéramos potenciar esta faceta del boletín, por lo que os animamos a enviar contribuciones similares.

Finalmente, sólo recordaros que se está preparando la VIII Reunión Científica de la SEA, que tendrá lugar en Julio de 2008 en Santander. Podéis encontrar información preliminar sobre la misma en las páginas de la SEA (http://sea.am.ub.es).

Los editores

La figura que sirve de fondo a la portada es un mosaico de imágenes tomadas por HST para una muestra de galaxias anfitrionas de GRBs. Las imágenes fueron tomadas meses/años despues de los GRBs, cuando éstos ya se habían desvanecido totalmente. Las cruces muestran las posiciones exactas donde ocurrieron los GRBs. Como se puede observar existe una correlación entre las posiciones de las cruces y las regiones de alto brillo superficial, posiblemente ligadas a regiones de formación estelar. Imagen adaptada de Fruchter et al. (2006, Nature 441, 463).

# PRIMEROS CONTACTOS ENTRE LA SEA Y LAS AGRUPACIONES DE ASTRÓNOMOS AFICIONADOS

#### Comisión de Información de la SEA

# Introducción

Siguiendo con la idea ya avanzada en el boletín anterior acerca del deseo de la Junta Directiva de facilitar la comunicación entre la SEA y las diversas comunidades de astrónomos aficionados, presentamos en este número un breve resumen de los primeros resultados que hemos obtenido tras solicitar información general sobre las diversas Agrupaciones Astronómicas o Asociaciones de Astrónomos Aficionados ubicadas en nuestro país.

Se ha enviado un cuestionario a un total de 204 asociaciones, de las cuales se ha recibido, hasta la fecha, respuesta por parte de 32 de ellas (30 de las cuales desean seguir recibiendo el boletín de la SEA). En la Tabla 1 se muestra la distribución de asociaciones contactadas por Comunidad Autónoma. Los mismos datos se muestran gráficamente en la Figura 1.

Tabla 1 – Número de asociaciones contactadas (N.C.) por Comunidad Autónoma y número de asociaciones que han respondido al cuestionario (N.R.).

Comunidad	N.C.	N.R.
Andalucía	32	1
Aragón	6	4
Asturias	3	1
Baleares	5	1
Canarias	16	2
Cantabria	2	1
Castilla-La Mancha	11	1
Castilla y León	15	3
Cataluña	38	8
Comunidad Valenciana	30	6
Extremadura	7	1
Galicia	18	0
La Rioja	1	0
Madrid	9	0
Melilla	1	0
Murcia	4	0
Navarra	1	1
País Vasco	5	2
TOTAL	204	32

#### Actividades desarrolladas

La mayor parte de las asociaciones desarrollan tanto actividades para socios como para público en general. Dentro de dichas categorías destacan:

- Actividades para socios:
  - Reuniones periódicas.
  - Salidas de observación para socios.
  - Astrofotografía.
  - Participación en congresos y encuentros.
  - Cursillos.
- Actividades para el público en general:
  - Conferencias y coloquios.
  - Observaciones públicas.
  - Talleres.
  - Participación en publicaciones.
  - Colaboración con escuelas y centros culturales.
  - Concursos.
  - Otras o no especificadas (exposiciones, biblioteca, etc.).

# Intereses Científicos

Aunque con una variabilidad amplia entre diferentes asociaciones, los intereses científicos se centran de forma más general en las siguientes áreas: astrometría, cometas y meteoros, ocultaciones, observación solar, eclipses, seguimiento de cuerpos menores, estrellas dobles, estrellas variables, búsqueda de supernovas, y cielo profundo.

Cabe destacar la amplia diversidad de intereses.

# Otros datos de interés

Una fracción importante de las asociaciones publican un boletín propio (ver Figura 2), aunque con una periodicidad diversa (ver Figura 3). Una fracción todavía mayor posee portal WEB.



Figura 1 – Distribución por Comunidad Autónoma de las 204 asociaciones de astrónomos aficionados contactadas. En fondo negro se indica el número de asociaciones que han respondido al cuestionario enviado por la SEA.





Figura 2 – Distribución de asociaciones con boletín propio (izquierda) y con página WEB (derecha).

Figura 3 – Periodicidad en la publicación del boletín propio de las diferentes asociaciones.

# POSIBLE EXISTENCIA DE UN OBJETO DE MUY BAJA MASA EN EL SISTEMA ESTELAR TRIPLE GLIESE 22 (HIP 2552)

#### J.A.Docobo<sup>1</sup>, V.S.Tamazian<sup>1</sup>, Y.Y.Balega<sup>2</sup>, M.Andrade<sup>1</sup> D. Schertl<sup>3</sup>, G. Weigelt<sup>3</sup>, P. Campo<sup>1</sup>

 $^{1}$ Observatorio Astronómico Ramón María Aller, Universidade de Santiago de Compostela, España

<sup>2</sup> Special Astrophysical Observatory, Russia.

 $^3$  Max-Planck-Institut für Radioastronomie, Bonn, Germany.

Gliese 22 es un sistema triple jerarquizado compuesto de tres enanas rojas Aa, Ab y B. El periodo orbital de la órbita interior (par Aa-Ab) es de 15.64 años, mientras que el de la órbita exterior (la que describe B en torno al centro de masas de las anteriores) es de 223.4 años. Ambas órbitas son coplanarias. Al determinar la órbita exterior, ha quedado de manifiesto una trayectoria sinusoidal de poca amplitud en el movimiento aparente de la componente B. Ello puede ser atribuido a una inusual distribución de los residuos o a la presencia de un cuarto cuerpo invisible en el sistema. En este último caso, la estrella B consistiría en realidad en dos componentes Ba y Bb. Suponiendo que Bb fuese un objeto de muy baja masa (0.015 masas solares = 16 masas de Júpiter) describiendo una órbita alrededor de Ba con un período de aprox. 15 años, semieje mayor 0"35 y coplanaria con las otras dos órbitas, los residuos de la órbita exterior son mejorados. En este caso, la componente Ba se desplazaría en torno al centro de masas de Ba-Bb en una órbita de semieje 0"03. Estos movimientos están ilustrados en la Figura 1, donde en azul está representada la órbita del centro de masas de Ba-Bb con respecto al centro de masas de Aa-Ab y en rojo el movimiento de la componente Ba afectado por la virtual componente invisible, Bb. Al igual que todas las medidas visuales, fotográficas y CCD, una medida speckle marcada como "speckle (CL)" daba inicialmente la posición de B relativa al fotocentro de Aa-Ab. Para el cálculo de las órbitas, todas las medidas se han reducido al centro de masas de Aa-Ab.



Figura 1

# EL GRAN TELESCOPIO DE CANARIAS: PRIMERA LUZ DEL GTC

#### José Miguel Rodriguez Espinosa

JMR.Espinosa@iac.es

#### Resumen

Ahora sí, jse ha hecho primera luz con el GTC! El día 13 de Julio de 2007, y en presencia del Príncipe de Asturias se ha celebrado la ceremonia oficial de Primera Luz. Entramos pues en la etapa de optimización y puesta a punto, que durará aproximadamente un año. Esta etapa incluye, aparte de la continuación de las pruebas de control y óptica del GTC, el montaje y pruebas de OSIRIS, así como el montaje y pruebas de CANARICAM. Es por tanto un año intenso en el que tanto el telescopio como dichos instrumentos han de demostrar que son capaces de trabajar en condiciones de ser usados para ciencia.

Como en otras ocasiones lo que sigue es el ya tradicional repaso a los diferentes subsistemas del GTC con la idea de dar una imagen clara y actualizada del estado del proyecto.

# Cúpula

Los trabajos en la cúpula continúan. Se ha colocado una escalera exterior que recorre todo el arco de la compuerta de observación, dando acceso a los motores de dicha compuerta. Esto es un primer paso para solucionar los problemas de apertura de la compuerta. A fecha de hoy la compuerta grande de observación puede abrirse normalmente hasta un límite de seguridad. La compuerta pequeña puede bajarse para observar a bajas elevaciones, pero no puede elevarse, por ejemplo, si se quisiera utilizar la pantalla anti-viento, que es arrastrada por esta compuerta. El funcionamiento completo de ambas compuertas posiblemente no pueda estar hasta la primavera o verano de 2008. En breve sin embargo se harán comprobaciones para minimizar el límite seguridad de apertura de la compuerta grande, ampliando por tanto el cielo accesible para pruebas.

# Telescopio

En esta etapa se ha avanzado notablemente en el control de los ejes del telescopio, pudiéndose apuntar en la modalidad llamada punto a punto con gran precisión. Falta sin embargo todo lo relativo a seguimiento, que si bien se está trabajando en ello, no estará listo hasta septiembre. Lo cierto es

que se ha hecho un excelente trabajo. No deja de ser una grata experiencia, para alguien que como a mí, el software de control le pille un poco de lejos, el ver como algo inestable y a veces errático, aunque hubiese meses y años de trabajo detrás, en cuestión de días y pruebas, se transforma en un sistema que mueve el telescopio con gran precisión. Aparte de los ejes principales (seguimiento), ya mencionados, también se está trabajando en los rotadores de instrumentos, cuyo movimiento participa en el seguimiento, y en las cajas de Adquisición y Guiado, que aún tienen flecos por resolver, como por ejemplo, el complejo movimiento de los brazos de éstas. Todo el proyecto ha girado estos meses en torno a la Primera Luz. Preparaciones de todo tipo, técnicas por supuesto, y de limpieza. Trabajo contra reloj.



Figura 1 — El telescopio con 12 segmentos en la celda del primario. Foto M. Reyes-IAC.

# Óptica

Se han colocado otros seis segmentos en sus respectivas celdas del primario. Son pues 12 los segmentos que se han utilizado para la primera luz (Figuras 1 y 2). La razón para esta operación ha sido el aprovechar un tiempo en el que no se podía mover el telescopio por otras razones. Al mismo tiempo se ha avanzado notablemente en el control del espejo primario, algo imprescindible para primera luz. En esta operación se detectó que el aumento del número de segmentos, con sus sensores de borde y actuadores, influía significativamente en las prestaciones del sistema de control de los segmentos, por lo que hubo que reprogramar algunas partes del control del primario. A día de hoy, y una vez pasada la primera luz, el control del primario es bastante estable, y habrá que esperar a tener seguimiento para su optimización más precisa.

Aquí igualmente ha sido tras un intenso trabajo en equipo de mis colegas de control y de óptica, especialmente Bertrand Lefort y Javier Castro (este último, por cierto, preferiría que no se diesen nombres en estos artículos. En todo caso, yo soy de la opinión de que el trabajo bien hecho ha de reconocerse.). Hasta el punto de que he de decir que cuando se apuntó al cielo por primera vez el telescopio estaba prácticamente en foco. Además, las imágenes obtenidas, en noches de bastante buen seeing, dan fe de la calidad óptica de los segmentos del primario. En efecto se han obtenido imágenes de 0.6 segundos de arco, antes de ninguna optimización de la óptica (Figura 3).



Figura 2 — Otra vista del telescopio con doce segmentos. Aquí se reta al lector a contar los segmentos. También se ve el espejo secundario reflejando lo que captan los doce segmentos del primario. La foto es de Peter Hammersley, que aparece al fondo a la izquierda haciendo la foto. También aparece Javier Castro, nuestro responsable de óptica.

En todo caso, a día de hoy, se tiene un control bastante preciso de los segmentos del espejo primario, como pudo verse el día de la primera luz.



Figura 3 — Imagen de una estrella del catálogo de Tycho cercana a la Polar, obtenida con la cámara de adquisición, cuya escala de placa es de 0.1/píxel. Nótese la calidad de imagen de 0.6".

#### Primera Luz

Como apuntaba al principio, el hito, y su ceremonia, de Primera Luz, se alcanzaron en esta etapa, trabajando contra reloj. Como se había previsto, se utilizó una pieza de papel vegetal montado en un bastidor (Figura 4) para recibir las doce imágenes de la estrella Polar formadas por los doce segmentos ya montados. Para quienes estábamos en la plataforma Nasmyth el espectáculo fue inolvidable. Ver aparecer el cúmulo de puntos luminosos en el papel vegetal arrancó un caluroso aplauso de cuantos estaban allí. El plan era tratar de acercar estás doce imágenes entre si dejándolas en un campo de menos de un minuto de arco, que es el campo de visión del detector de adquisición de la caja de Adquisición y Guiado. Para este proceso se utilizaron los actuadores de los segmentos. Una vez realizado este proceso se continúa desde la sala de control del GTC, ya utilizando los monitores de la caja de Adquisición y Guiado, así como los monitores de control del espejo primario. El paso siguiente es conseguir un apilado más fino que el conseguido en la plataforma Nasmyth. Se realizan varias iteraciones, apilando y desapilando las imágenes, calculando centroides y distancias de estos a una referencia, de modo que con cada iteración se mejora el apilado (Figura 5). En dos o tres iteraciones el apilado es suficientemente bueno, como lo atestigua la imagen de la Figura 3.

Parte de las observaciones realizadas durante la ceremonia de Primera Luz incluyeron la utilización de los segmentos para construir imágenes con las letras del GTC. Esto que se hizo a modo de diversión en una noche jovial (Figura 6), sirve también para 1) ver la capacidad de control que se tiene sobre los segmentos del primario, y 2) observar que la calidad óptica de los segmentos, en especial de algunos de ellos, no está aún optimizada, lo que indica que hay margen para mejorar la calidad óptica que proporcionará el GTC, una vez que estén en funcionamiento rutinario los sensores de frente de onda de la caja de A&G.



Figura 4 — El instrumento de primera luz, una pieza de papel vegetal montada en un bastidor, utilizado para obtener las doce imágenes de la Polar, y realizar un apilado grueso inicial.



Figura 5 — Imagen del patrón de desapilado utilizado para calcular las posiciones de los centroides de las diversas imágenes y proceder tras sucesivas iteraciones al apilado fino de los segmentos. La imagen es de nuevo de la cámara de adquisición de la Caja de A&G.

Para acabar la noche de la ceremonia de Primera Luz apuntamos a una galaxia cercana al polo, UGC 10923, que tenía la peculiaridad de que era bonita y cabía en el campo del detector de A&G usado esa noche. En efecto, UGC 10923 es una galaxia luminosa IRAS, en interacción, y con zonas conspicuas de formación estelar, lo que permitió un fin de noche educativo para la gran cantidad de asistentes no astrónomos a la ceremonia (Figura 7). El resultado puede verse en la Figura 8.



Figura 6 — Las iniciales del GTC formadas con las imágenes de los doce segmentos. Nótese que algunas de las imágenes muestran aberraciones claras, lo que indica que aún se tiene capacidad de mejorar la calidad de imagen.



Figura 7 — Foto de los asistentes a la ceremonia de Primera Luz.

# Las próximas etapas

Pasado el trámite de Primera Luz... Digo trámite, pero en realidad no ha sido un trámite, va que se ha aprendido mucho en los días y meses previos y durante la Primera Luz. A la Primera Luz se ha llegado tras un gran esfuerzo de nuestro ingeniero de integración, Javier Pancorbo, que junto con Pedro Álvarez han sido capaces de desbrozar lo indispensable para Primera Luz, de lo prescindible, y así alcanzar la meta. Por supuesto que en el camino han quedado muchas tareas que han de hacerse ahora. Pero ya se tiene una nueva perspectiva, ya se sabe qué funciona y cómo funciona. Ya sabemos que tenemos un telescopio, que se comporta como tal, y que promete una excelente calidad óptica. Ahora toca completar sistemas, mejorar otros v optimizar todo. Esto es lo que hemos empezado a hacer desde el día siguiente a la Primera Luz, así que en estos momentos se está trabajando en completar el control de seguimiento del telescopio, lo que implica también el control de los rotadores de instrumentos. Prevemos que este software esté listo para probarse a mitad de septiembre, con lo que se iniciará una nueva etapa de pruebas de movimiento del telescopio, y se harán los primeros modelos de apuntado.



Figura 8 — La galaxia UGC10923 observada en tres colores VRI en la noche de la Primera Luz. Las imágenes se obtuvieron con 0.5 segundos de integración, y hay 50 imágenes en cada color que están registradas y sumadas.

En paralelo se continúa trabajando en el control de los segmentos del espejo primario, y se están preparando nuevos segmentos para aluminizar. El plan es tener todo listo para durante el mes de noviembre dar un fuerte empujón al GTC. En particular se instalarán doce segmentos más, se desmontará el secundario para ajustar los servos de chopping, para poder trabajar en el infrarrojo, y se aprovechará para re-aluminizar dicho espejo antes de volverlo a montar. También en paralelo se trabajará en la caja de Adquisición y Guiado que está montada, para poner en marcha los mecanismos de movimiento de los brazos y mesas, así como en la otra caja que falta por montar que, como se hizo con la anterior, hay que probar exhaustivamente antes de su instalación en el telescopio. Todo lo anterior combinado, cuando no hava montajes en el telescopio, con pruebas de todo lo que se pueda probar, óptica, apuntado, seguimiento, con viento y sin viento, con luna y sin luna, poniendo el telescopio en condiciones de recibir a OSIRIS primero, y a CanariCam después.

# Instrumentación Científica

OSIRIS ha sido ya montado en el simulador Nasmyth (Figura 9) de la sala de integración del IAC, con lo que se han demostrado las interfaces mecánicas con el telescopio. Posteriormente se ha desmontado para instalar en OSIRIS la carcasa exterior que aparte de proteger el interior de OSIRIS del polvo, evitará luz dispersa y dará a OSIRIS su aspecto final de acabado. OSIRIS ya ha demostrado en el laboratorio que puede hacer imágenes de calidad, y más recientemente se han obtenido espectros en el rango rojo (Figura 10)



Figura 9 — OSIRIS montado en el rotador Nasmyth del laboratorio de integración del IAC. Delante parte del equipo de OSIRIS que participó en dicho montaje.



Figura 10 — Espectro en el rango rojo tomado con OSIRIS en el laboratorio, en condiciones – inevitables en la ocasión– de mucha iluminación ambiente.

ELMER ha sido trasladado al edificio del GTC, donde se ha almacenado en espera de ver cuál es su futuro. No se ha avanzado en las tareas que faltan por completarse, como son el acabado de una serie de cables y la instalación de su sistema de control definitivo.

CanariCam está listo para ser enviado a La Palma, después de haberse realizado las pruebas de aceptación en la Universidad de La Florida (Figura 11). Dichas pruebas se han superado con éxito, habiendo quedado pendientes algunos detalles menores, que serán subsanados en breve, mientras se espera la licencia de exportación necesaria para su envío a La Palma. Se espera que CanariCam esté en La Palma antes de finales de año.



Figura 11 — Foto de grupo en el laboratorio de instrumentación del Departamento de Astronomía de la Universidad de La Florida en Gainesville. En la foto el equipo de CanariCam, liderado por Charlie Telesco, junto a personal de GTC que participaron en la revisión de aceptación, flanqueando CanariCam. Foto: Charlie Telesco.

# Instrumentos de segunda generación

EMIR progresa algo más lentamente de lo que sería deseable. Principalmente debido a la falta de personal para sacar adelante los contratos de la base fría y del propio criostato de EMIR. Son estos contratos piezas claves y cuyo periodo de entrega es largo. Estos elementos definen el camino crítico de EMIR. En diciembre se entrega el prototipo del robot posicionador de rendijas. Será un robot con las mismas prestaciones que el sistema final. Este prototipo será probado en frío en el criostato de pruebas de EMIR, lo que representará un claro hito en su desarrollo. Se espera comenzar la integración y pruebas de EMIR en otoño de 2008.

FRIDA, el primer instrumento que se beneficiará del sistema de óptica adaptativa del GTC, acaba de pasar su revisión de diseño preliminar, que ha tenido lugar en el Instituto de astronomía de la UNAM, en la Ciudad de México. El equipo de FRIDA ha logrado un diseño óptico mucho más eficiente que el que se presentó en su revisión conceptual. FRIDA es ahora un instrumento con un diseño claro, con algunos elementos todavía por madurar, pero que sin duda está convergiendo hacia lo que será un instrumento puntero para el GTC.

Por último SIDE continúa su etapa de estudio de viabilidad. Recientemente el IP de SIDE, Francisco Prada, nuevo director del IAA, junto con su equipo han completado un borrador del estudio de viabilidad que la Oficina de Proyecto del GTC le había solicitado. El informe final está previsto para fin de año.

# Día Uno

Desde el origen del GTC llamamos Día Uno al comienzo de la operación científica y fin por tanto de la etapa constructiva. Este Día Uno se definía también como el telescopio acabado con sus sistemas auxiliares, y con las dos estaciones focales probadas y en operación con un instrumento científico cada una. En el caso del GTC serían OSIRIS y CanariCam. Dar una fecha para Día Uno es complicado. También en el origen del GTC, en su libro de especificaciones, Día Uno se establecía para un año después de la Primera Luz. Es posible que ese año no sea suficiente para la cantidad de pruebas y tareas que aún faltan por completar o realizar. En todo caso la Oficina de Proyecto va a tratar de ofrecer el GTC a la comunidad lo antes que razonablemente sea posible, quizás con solo las prestaciones más prioritarias de los instrumentos probadas y verificadas científicamente. Además no debe pillar a nadie por sorpresa que en los primeros años el número de noches disponibles para ciencia sea escaso, debido a que durante un tiempo habrá que dedicar noches a ingeniería. Noches que irán disminuvendo paulatinamente conforme el GTC entre en una rutina de operación cada vez más fiable. Así pues, en principio, el GTC se ofrecerá a la comunidad astronómica en la convocatoria del CAT 2008B. Trataremos de que hava información puntual del estado del GTC y de sus instrumentos científicos en los próximos meses y hasta esa fecha. Es ahora de suma importancia que la comunidad esté preparada para obtener rendimiento científico inmediatamente después de Día Uno.

José Miguel Rodriguez Espinosa es investigador del IAC, responsable científico de GTC y Presidente de la SEA.

# GAMMA-RAY BURSTS: UN CAMPO EN CONTINUA EXPANSIÓN

Javier Gorosabel jgu@iaa.es

# Resumen

El campo de los Gamma-Ray Bursts (GRBs) ha sufrido una eclosión multidisciplinar en los últimos años. Con este artículo se pretende realizar una revisión global del campo que nos permita entender las implicaciones de los sucesivos avances realizados, desde el descubrimiento de las primeras contrapartidas a mediado de los noventa hasta los incipientes estudios cosmológicos que actualmente se basan en GRBs. Esta revisión se complementará con una descripción del estatus actual del campo donde se trazarán someramente las últimas líneas de investigación: la conexión SNs/GRBs de larga duración, el hallazgo de las primeras contrapartidas de GRBs de corta duración, el estudio de las galaxias anfitrionas, o el reciente descubrimiento de una nueva posible familia de GRBs. Si bien se ha avanzado notablemente en muchas de estas subdisciplinas, el futuro nos puede deparar muchas nuevas sorpresas: detección de ondas gravitatorias asociadas a GRBs de corta duración, determinación de la ecuación de estado del fluido cósmico o el estudio del Universo primitivo a través de GRBs a altos corrimientos al rojo (z > 7).

# Abstract

The "Gamma-Ray Burst" (GRB) field has undergone a multidisciplinary break out in the last years. The goal of this article is to review the GRB field allowing to understand the implications of the successive breakthroughs, from the discovery of the first counterparts in the nineties to the most recent cosmological studies based on GRBs. This review will be complemented with a description of the current field status, where the latest research activities will be outlined: The SN/GRB connection, the finding of the first counterparts of short duration GRBs, the study of the host galaxies, or the recent discovery of a possible new family of GRBs. Albeit the remarkable advances carried out in these subdisciplines, still new surprises could arise: detection of gravitational waves associated to short GRBs, determination of the equation of state of the cosmic fluid, or the study of the primitive Universe through very high redshift GRBs (z > 7).

# Introducción

No es fácil encontrar en la astrofísica actual un área que hava progresado tan vertiginosamente como el campo de los GRBs en los últimos años. Como muchos otros descubrimientos científicos, los estallidos cósmicos de rayos gamma o GRBs (acrónimo del Inglés "Gamma-Ray Burst") fueron descubiertos accidentalmente. En 1967-1973, en plena guerra fría, una serie de satélites espías norteamericanos (pertenecientes a la serie Vela, del Español "velar") diseñados para verificar que la extinguida URSS cumplía con los tratados de 1963 de no proliferación de armas nucleares, detectaron 16 violentos destellos de radiación gamma de origen desconocido. Basándose en técnicas de triangulación (diferencias en los tiempos de llegada del frente de onda) se determinó para sorpresa del cuadro norteamericano que dichas explosiones no procedían ni de la Tierra, ni del Sol, sino que eran de origen cósmico. De hecho dicho descubrimiento fue clasificado como secreto militar hasta 1973, cuando vio la luz con su publicación en una revista de astrofísica (Klebesadel et al. 1973).

Los GRBs son intensos y breves pulsos de radiación gamma que se detectan sin ninguna preferencia direccional sobre la bóveda celeste. Son fenómenos frecuentes, pues ocurren a un ritmo de al menos 2–3 al día en nuestro firmamento. Los GRBs emiten la mayor parte de su energía en el rango de los rayos gamma, alrededor de los 0.1–1 MeV, donde nuestra atmósfera es opaca. Por esta razón son necesarios satélites de altas energías para su localización.

Los pulsos de los GRBs muestran una amplia diversidad morfológica y de duraciones, que van desde los milisegundos hasta los minutos. A mediados de los años 80 parecía haber un consenso bastante generalizado de que los GRBs procedían de estrellas de neutrones Galácticas (Murakami et al. 1981; Fenimore et al. 1988). Sin embargo, en los 90 el instrumento BATSE a bordo del satélite CGRO mostró que la distribución de los GRBs en el cielo era altamente isótropa, sin ningún tipo de concentración hacia el disco o centro Galáctico, poniendo en entredicho los modelos Galácticos de GRBs. Al menos quedó clara la existencia de dos familias de GRBs bien diferenciadas: cortos (SGRBs, duraciones  $\leq 2$  s) y largos (LGRBs, duraciones  $\geq 2$  s). Aproximadamente el 75 % de los GRBs detectados correspondían a LGRBs, siendo el 25% restante SGRBs (Kouveliotou et al. 1993). La escala de distancias era totalmente desconocida, y había más de 100 modelos teóricos para explicar su origen (ver listado de modelos presentados en Nemiroff 1994).

En 1997, con el lanzamiento del satélite SAX el campo sufrió una auténtica revolución: se descubrieron las primeras contrapartidas en el dominio de los rayos X (Costa et al. 1997; Piro et al. 1998), óptico (van Paradijs et al. 1997; Djorgovski et al. 1998; Pedersen et al. 1998, Guarnieri et al. 1997; Castro-Tirado et al. 1998), infrarrojo (Chary et al. 1998; Diercks et al. 1998; Gorosabel et al. 1998a), milimétrico (Bremer et al. 1998) y radio (Frail et al. 1997; Galama et al. 1998a). Esto permitió por primera vez determinar la escala de distancias de los GRBs (Metzger et al. 1997; Castro-Tirado et al. 1998; Kulkarni et al. 1998), y demostrar que los GRBs eran de origen, no solo extragaláctico, sino cosmológico (GRB 970508, el primer GRB para el cual se midió su corrimiento al rojo, z, resultó estar a z = 0.835). La sorprendente distancia que se derivó tuvo evidentes consecuencias energéticas: los GRBs se convirtieron de la noche a la mañana en los eventos más luminosos del Universo, emitiendo  $10^{52-54}~{\rm erg~s^{-1}}$  de radiación gamma (asumiendo que su emisión era isótropa). Esta luminosidad es comparable a radiar en pocos segundos la energía en reposo del Sol, o la energía luminosa emitida por nuestra Galaxia durante cientos de años.

Las contrapartidas ópticas que se descubrieron mostraron dos características principales: *i*) sus flujos decaían aproximadamente siguiendo leyes de potencias  $(F_{\nu} \sim t^{-\alpha})$ ; y *ii*) sus distribuciones espectrales podían ser descritas por leyes de potencias  $(F_{\nu} \sim \nu^{-\beta})$ . Estas dos características fueron descritas satisfactoriamente por el modelo del *afterglow* isótropo (ver modelo del *afterglow* en la siguiente sección).

En 1999 se produce un importante descubrimiento con la observación de GRB 990123 (Akerlof et al. 1999). La curva de luz óptica de este GRB mostró una clara desviación respecto a i), mostrando una rodilla  $\sim 2$  días después del GRB (Castro-Tirado et al. 1999a; Kulkarni et al. 1999). Esta rodilla era esperada en modelos en los cuales la emisión está colimada en un estrecho chorro de abertura angular  $\phi$ . Según estos modelos la rodilla ocurre cuando el factor Lorentz de la explosión ( $\Gamma$ ) decrece hasta alcanzar un valor cercano a  $\phi^{-1}$ . Es en este momento cuando un observador externo comienza a estar causalmente conectado con el borde del chorro, y el flujo que éste mide empieza a estar afectado por el déficit de material fuera de los límites físicos del chorro (si la emisión no estuviera colimada este efecto no ocurriría, desapareciendo la rodilla). La posición temporal de la rodilla está dinamicamente ligada al valor de  $\phi$ . Cuanto más estrecho sea el haz, la rodilla se da más temprano. Por lo tanto midiendo el tiempo transcurrido desde el GRB hasta la rodilla, es posible estimar el valor de  $\phi$  y así introducir el factor correctivo  $\Theta/4\pi$  a la energía liberada ( $\Theta/4\pi$  es la fracción de la esfera cubierta por el ángulo sólido del chorro, siendo del orden de  $\phi^2/4$ ). Una vez se aplicó en el año 1999 este factor correctivo a la luminosidad de los GRBs, ésta se redujo en 2-3 órdenes de magnitud ( $10^{50-51}$  erg s<sup>-1</sup>). Este valor es el que actualmente se asume como energía estándar de un LGRB (como veremos posteriormente se cree que la luminosidad de los SGRBs es un orden de magnitud inferior).

De forma quasi-simultánea a finales de los años 90 se descubrió que no todos los GRBs muestran contrapartidas ópticas, a pesar de las profundas y rápidas búsquedas realizadas (Groot et al. 1998; Gorosabel et al. 1998b). Estos estallidos de rayos gamma han sido denominados GRBs oscuros (ver Jakobsson et al. 2004, para una definición física del término GRB oscuro). A su vez por esa época se observó que en algunos GRBs, también llamados X-ray flashes (XRFs), la emisión en los rayos gamma ocurría realmente en el rango de los rayos-X (típicamente por debajo de ~ 100 keV; Heise et al. 2001).

En el año 2003, un intensivo monitoreado espectroscópico del cercano GRB 030329, confirmaba previas sospechas (ver Galama et al. 1998b v SN 1998bw) de que los LGRBs se originaban en el colapso de estrellas masivas (también llamadas colapsars). En 2005, después de 30 años de búsquedas, se detectó la primera contrapartida óptica de un SGRB (Jensen et al. 2005; Price et al. 2005; Hjorth et al. 2005a). Su brillo óptico era apreciablemente más débil que el de los LGRBs, lo cual explicaba tantos años de estériles intentos para su identificación. Al menos un aspecto quedó claro; al contrario de lo que ocurría con los LGRBs, medidas fotométricas en la curva de luz excluían que los SGRBs fueran causados por la muerte explosiva de estrellas masivas. El último gran hallazgo en el campo de los GRBs se produjo en el año 2006 con la identificación de un posible nuevo tipo de GRB, híbrido entre los LGRBs y SGRBs.

Actualmente dos satélites propocionan en tiempo real localizaciones de GRBs: *Swift* e *INTEGRAL*. La misión *Swift* pertenece al programa MIDEX de NASA para misiones de tamaño medio y fue lanzado en noviembre de 2004 (Gehrels et al. 2004). Se puede decir que *Swift* es la primera misión multirrango dedicada al estudio de los GRBs. Su instrumentación se basa en 3 telescopios: BAT (rayos  $\gamma$ ), XRT (rayos-X) y UVOT (óptico-ultravioleta). *Swift* es capaz de localizar aproximadamente 100 GRBs al año, con precisiones de 1–4 minutos de

arco y de enviar su posición a tierra en menos de 15 segundos. Después de esta primera detección el satélite está diseñado para girar rápidamente y apuntar sus instrumentos XRT y UVOT sobre la zona de error. Esto permite detectar los afterglows desde los primeros minutos y localizarlos con errores de pocos segundos de arco. El satélite *INTEGRAL* de la ESA no está especialmente diseñado para el estudio de los GRBs, sin embargo desempeña un papel importante en el campo. Fue lanzado en octubre de 2002 y su carga científica está compuesta por cuatro instrumentos, dos en en el rango de los rayos  $\gamma$  (IBIS, SPI), un monitor sensible a los rayos-X (JEM-X) y una cámara óptica (OMC). INTEGRAL es mayormente utilizado para programas de mapeo del centro y disco Galáctico, por lo que los GRBs que casualmente caen en el campo de visión de sus instrumentos (todos co-alineados) suelen estar afectados por una severa extinción Galáctica. INTEGRAL viene localizando de forma regular aproximadamente un GRB al mes (ver más detalles sobre la misión INTEGRAL en Winkler et al. 2003). El reducido campo de visión de IBIS respecto a BAT, hace que el primero esté menos afectado por ruido de fondo y por lo tanto muestra una mayor sensibilidad que el segundo. Esto hace de IBIS un instrumento especialmente interesante para la detección de GRBs débiles o/y alto corrimiento al rojo (Gorosabel et al. 2004a).

La estructura de este artículo es la siguiente: La próxima sección revisa el modelo del *afterglow*. La segunda sección describe brevemente los motores centrales que producen los LGRBs y SGRBs. A continuación se esbozan las características principales de las galaxias anfitrionas de los GRBs. En la cuarta sección se muestra el potencial de los GRBs para estudios de tipo cosmológico. Finalmente en la última sección se discuten las perspectivas futuras del campo.

# El modelo del afterglow

La prominente emisión que en rayos-X, óptico y radio sigue a la explosión en rayos- $\gamma$  se denomina post-luminiscencia o *afterglow*. La Figura 1 muestra la magnitud absoluta óptica del *afterglow* de dos LGRBs en comparación con otras fuentes Galácticas y extragalácticas en función del tiempo. Como muestra la Figura la luminosidad de los *afterglows* decae relativamente rápido. Sin embargo, si los *afterglows* ópticos son detectados con retrasos menores a  $10^{4-5}$  s (respecto al GRB), resultan ser varías magnitudes más intensos que cualquier otra fuente conocida en el Universo.



Figura 1 — La Figura muesta la magnitud absoluta en el filtro V en función del tiempo para diversas fuentes Galácticas y extragalácticas. Como se puede observar, si los LGRBs (como los dos mostrados en la Figura mediante líneas contínuas, GRB 990123 y GRB 021004) son observados con retrasos por debajo de  $10^{4-5}$  s, sus afterglows resultan ser las fuentes ópticas más luminosas. Nótese que los afterglows son varias magnitudes más luminosos que incluso los cuásares (banda horizontal superior).

El afterglow puede ser explicado como el resultado de un choque entre un material eyectado a velocidades ultrarelativistas y un medio circundante. Este modelo no presupone ningún tipo de fuente emisora de dicho material, por lo que es válido tanto para LGRBs como para SGRBs. El modelo describe razonablemente bien los datos observacionales tomados una vez transcurridos los primeros instantes del GRB, mostrando dificultades para describir los segundos iniciales del estallido. Es interesante notar que las primeras versiones de este modelo son anteriores al descubrimiento de las primeras contrapartidas ópticas a finales de los noventa.

Las propiedades observacionales del afterglow son atribuidas a la liberación de forma cuasiinstantánea de  $10^{50-53}$  erg en una región de  $\sim 10^{7-8}$  cm. Tras unos pocos segundos, y debido a que el plasma es ópticamente grueso, la energía interna se transforma en energía cinética y el plasma se expande rápidamente hasta conformar un cascarón esférico (o un sector de éste si la evección está colimada) con un radio típico de ~  $10^{10}$  cm. En este punto,  $\sim 10^{1-2}$  s después del estallido inicial, el plasma ultrarelativista pasa a ser ópticamente delgado y los fotones pueden finalmente escapar. La capa ultrarelativista choca con el material circundante (en el caso de los LGRBs posiblemente con el viento estelar del progenitor), barriendo el medio interestelar. Suponiendo que la energía de los electrones acelerados en el choque sigue una ley de potencias (como se cree que ocurre en las supernovas), el *afterglow* exhibe un máximo en la distribución espectral que se desplaza gradualmente desde los rayos-X a las ondas de radio. Los primeros modelos del *afterglow* se fueron detallando mediante una serie de mejoras; cálculo de las pérdidas radiativas (Sari et al. 1998), diversas geometrías de colimación (Rhoads 1999; Sari et al. 1999), ondas de choque reversas (Mészáros & Rees 1999) o entornos circunestelares con densidad variable (Chevalier & Li 2000). Ver revisión de modelos detallados en van Paradijs et al. (2000).

La distribución espectral de energía de los afterglows se puede describir con cuatro segmentos divididos por tres frecuencias características;  $\nu_a$ ,  $\nu_c$ y  $\nu_m$  (ver Figura 2).  $\nu_a$  representa la frecuencia de auto-absorción, por debajo de la cual la radio emisión es auto-absorbida. El espectro a frecuencias menores que  $\nu_a$  responde a la de un cuerpo negro.  $\nu_a$  suele estar ubicada en la región radio del espectro electromagnético. El pico del espectro se da en  $\nu_m$  y es generada por los electrones de mínima energía.  $\nu_c$  corresponde a la frecuencía de corte a partir de la cual los electrones se enfrían más rápidamente que el tiempo característico de la expansión.



Figura 2 — La distribución espectral de energía predicha por un modelo sencillo de afterglow (asume emisión isótropa y densidad constante para el medio interestelar) desde las ondas de radio hasta los rayos-X. **Panel superior:** la distribución espectral en el regimen de enfriamiento rápi-

do  $(\nu_m > \nu_c)$  en los primeros minutos después del GRB. En este régimen la expansión se modeliza según dos casos extremos; totalmente radiativa or totalmente adiabática. Las tres frecuencias características  $\nu_a$ ,  $\nu_m$  and  $\nu_c$  siguen distintas leyes de evolución temporal dependiendo de si la expansión es totalmente adiabática (ley de evolución señalada sobre las flechas) o radiativa (lev de evolución señalada bajo las flechas). En ambos casos  $\nu_m$  decae más rápido que  $\nu_c$ , por lo que en un tiempo determinado  $\nu_m$  alcanza a  $\nu_c$ . Panel inferior: Régimen de enfriamiento lento. La mayor parte de los electrones de la distribución muestran energías menores a  $\nu_c$  (ya que  $\nu_m < \nu_c$ ), por lo que las pérdidas radiativas no son importantes y la expansión es aproximadamente adiabática. General: las dependencias de las frecuencias con el tiempo asumen una expansión esférica del material evectado, sin embargo son válidas en una geometría colimada siempre que el factor gamma de la expansión verifique  $\Gamma > \phi^{-1}$ . Figura adaptada de Sari et al. (1998).

Dado que  $\nu_m$  y  $\nu_c$  decaen a velocidades distintas, se pueden distinguir dos regímenes en la expansión: las fases de enfriamiento rápido ( $\nu_m > \nu_c$ ) y lento ( $\nu_c > \nu_m$ , ver Figura 2). La transición entre estos dos regímenes ocurre en pocos segundos/minutos. Por lo tanto la mayoría de las observaciones, quizás con la excepción de los datos recogidos mediante telescopios robóticos, se realizan en el régimen de enfriamiento lento. Las tres frecuencias  $\nu_a, \nu_m, \nu_c$  y el máximo de la distribución espectral ( $F_m$ ) determinan las características físicas (densidad del medio, energía radiada, fracción de la energía total depositada en los electrones y en el campo magnético) del afterglow (Wijers et al. 1999a).

Es interesante mencionar que para un observador externo una expansión isotrópa es indistinguible de una colimada siempre que el factor de Lorentz verifique  $\Gamma > \phi^{-1}$ . En el momento en que el fluido se decelera lo suficiente y la condición anterior no se cumple, las propiedades observacionales de una expansión isotrópa y una colimada comienzan a diferir. Así la evolución temporal de  $F_m$ ,  $\nu_a$ ,  $\nu_m$ , and  $\nu_c$  se ven modificadas según la geometría de la expansión (Sari et al. 1999). Una fuerte evidencia observacional que certifica la naturaleza colimada de la expansión procede de las numerosas detecciones de polarización lineal en el rango óptico (Covino et al. 1999; Wijers et al. 1999b; Rol et al. 2000; Covino et al. 2002; Bersier et al. 2003; Covino et al. 2003; Greiner et al. 2003; Masetti et al. 2003; Rol et al. 2003; Gorosabel et al. 2004b; Gorosabel et al. 2006a), las cuales son explicables mediante una geometría colimada cuando  $\Gamma < \phi^{-1}$  (Ghisellini et al. 1999).



Figura 3 — El modelo del colapsar paso a paso: 1) una estrella masiva  $(M > 10 M_{\odot})$  colapsa de forma no radial a traves de un disco de acrecimiento dando lugar a un objeto compacto. Este objeto puede resultar ser una estrella de neutrones o un agujero negro localizado en el núcleo de la estrella progenitora. 2) En el colapso parte del material es eyectado mediante chorros perpendiculares al disco de acrecimiento. Estos chorros de partículas altamente colimados perforan la estrella. 3) Dentro del chorro se originan violentas interacciones que producen rayos gamma. Son precisamente estos rayos gamma los que se detectan en tierra en forma de LGRB. 4) El material eyectado por el chorro choca con el medio circundante a la estrella, produciéndose una onda de choque que va barriendo el entorno adyacente. En la interacción con el medio se produce copiosa radiación sincrotrón; el afterglow. Durante el barrido el material eyectado va frenándose paulatinamente. 5) La estrella explota de forma violenta dando origen a una intensa supernova o hipernova. Una vez transcurridos aproximadamente 15 días la hipernova alcanza el máximo de su curva de luz.

# El motor central de los GRBs

Como hemos visto anteriormente los modelos de *afterglow* parten de una deposición cuasiinstantánea de energía en un volumen reducido. Sin embargo no proporcionan información sobre la naturaleza de la fuente o progenitor.

¿Qué puede producir una inyección tan violenta de energía? ¿Cuál es motor central responsable del GRB y de la subsiguiente post-luminiscencia? Como veremos a continuación se cree actualmente que los LGRBs y los SGRBs proceden de distintos tipos de progenitores.

# *El modelo del* colapsar *para los LGRBs*

Estudios hidrodinámicos llevados a cabo en los años 90 indicaron que el colapso de una estrella masiva dotada de un gran momento angular (también llamada *colapsar*) podría libe-

rar ~  $10^{51}$  erg s<sup>-1</sup> en forma de rayos- $\gamma$  (Woosley 1993). La escala de tiempo dinámico para que dicho colapso ocurra es de al menos unos segundos, por lo que este modelo muestra severas dificultades para reproducir los breves pulsos de radiación observados en los SGRBs. El modelo del *colapsar* realizó una clara predicción: de forma cuasisimultánea al LGRB se origina una brillante supernova (también denominada hipernova debido a su alta luminosidad, Paczyński 1998) que alcanza el máximo de su curva de luz aproximadamente 15 días después del LGRB. La Figura 3 muestra las fases de la explosión de un *colapsar*.

Ya en 1998 la coincidencia espacial de SN1998bw con la zona de error de GRB 980425 (Galama et al. 1998b) apuntaba a que pudiera existir algún tipo de nexo entre los LGRBs y al menos algún tipo de supernova (SN). Esta primera evidencia se fue reforzando con el hallazgo de multiples *afterglows* ópticos que mostraban un abrillantamiento en la curva de luz o joroba aproximadamente  $\sim 15$  días después del GRB, como predecía el modelo del *co*-

*lapsar* (Bloom et al. 1999; Castro-Tirado & Gorosabel 1999; Castro-Tirado et al. 2001; Malesani et al. 2004; Gorosabel et al. 2005a; Fynbo et al. 2004; Bersier et al. 2006; Stanek et al. 2005; Sodeberg et al. 2004).

Hubo que esperar a 2003 para que se pudiera finalmente confirmar tal conexión. La prueba definitiva se obtuvo tras intensos monitoreos espectroscópicos realizados para GRB 030329 (Hjorth et al. 2003; Stanek et al. 2003). Como se muestra en la Figura 4 (panel derecho) el espectro óptico de GRB 030329 sufrió una metamorfosis y evolucionó desde una ley de potencias (consistente con emisión sincrotrón, parte superior de la Figura) a un espectro típico de una SN Ic (parte inferior). Esta evolución espectral se ha confirmado posteriormente con observaciones de un mayor número de LGRBs/SNs (Woosley & Bloom 2006).

Hasta la fecha no más de una docena de LGRBs muestran claros excesos de emisión en sus curvas de luz atribuibles a hipernovas. Los ajustes a las curvas de luz muestran que la plantilla canónica más utilizada en la literatura (SN1998bw), no reproduce universalmente la amplitud y la anchura temporal de las jorobas observadas. Dichos abrillantamientos muestran una dispersión de  $\sim 1$  magnitud en su amplitud (Zeh et al. 2004). Es interesante notar la existencia de algunas SNs como SN2003lw o SN2006aj, las cuales mostraron emisión electromagnética de altas energías y sin embargo no presentaron *afterglow* óptico (o si lo hicieron éste fue despreciable respecto a la SN; Thomsen et al. 2004; Pian et al. 2006; Sollerman et al. 2006; Modjaz et al. 2006; Mirabal et al. 2006). Este hecho permitió predecir espacial y temporalmente la detección de SN2003lw y SN2006aj días después del GRB.

Actualmente se especula sobre la existencia de una familia continua de fenómenos explosivos asociados a estrellas masivas, abarcando desde los ultraenergéticos LGRBs hasta las más débiles SNs Ic. Los XRFs (como el asociado con SN2006aj) se localizarían a caballo entre estos dos extremos energéticos. Sin embargo todavía no se comprende totalmente la razón por la cual algunos colapsos producen *afterglows* y otros no. Se sospecha que la masa y el momento angular del progenitor determinan la energía y la geometría del colapso, así como el tipo de objeto compacto residual de la explosión (Mazzali et al 2006). Estudios polarimétricos sugieren que la geometría de expansión de las hipernovas es altamente aesférica (Gorosabel et al. 2006a), quizás determinada por la colimación del material ultrarelativista responsable del LGRB.



Figura 4 — **Panel izquierdo:** Curva de luz óptica de un LGRB típico. Superpuesta a la emisión sincrotrón del afterglow (caída en forma de ley de potencias) se muestra el abrillantamiento debido a la hipernova asociada. Esta joroba ocurre aproximadamente ~ 15 días después del GRB. Figura adaptada de Gorosabel et al. (2005a). **Panel derecho:** Evolución espectral de la emisión óptica de GRB 030329 observada con el VLT. Los espectros fueron tomados en torno al abrillantamiento, desde 5 a 33 días después del GRB. Como se puede observar en Abril 3.10 (~ 5 días después del GRB, curva amarilla en la parte superior) el espectro corresponde aproximadamente a una ley de potencias (consistente con una emisión sincrotrón). En los días posteriores el espectro sufre una metamorfosis y va lentamente evolucionando hacia una SN Ic (espectro típico mostrado en la parte inferior por la curva discontinua azul). Figura de Hjorth et al. (2003).

# SGRBs: coalescencia de objetos compactos

La información que actualmente se tiene sobre los SGRBs es muy limitada, debido al reducido número de contrapartidas ópticas detectadas (no más de 10 hasta la fecha, un factor  $\sim 10$  inferior que en los LGRBs). Así lo aquí expuesto se debe tomar todavía con cautela.

Las observaciones parecen indicar que los SGRBs son un orden de magnitud menos energéticos que los LGRBs (~ $10^{49}$  erg s<sup>-1</sup>; Hjorth et al. 2005a; Fox et al. 2005). Imágenes profundas tomadas días/semanas después de los SGRBs han descartado la existencia de un abrillantamiento atribuible a una hipernova (Hjorth et al. 2005b; Fox et al. 2005; Castro-Tirado et al. 2005; Covino et al. 2006). Este hecho indica que los SGRBs no proceden del colapso de estrellas masivas. El modelo más aceptado hasta el momento se basa en la coalescencia de dos objetos compactos (estrellas de neutrones o agujeros negros, o una combinación de ambos: Lattimer et al. 1974; Eichler et al. 1989; Lee et al. 2005; Aloy et al. 2005). Es interesante mencionar que la geometría de estos sistemas es especialmente eficiente para la emisión de ondas gravitatorias. Hay evidencias que indican que la emisión en los SGRBs es colimada al igual que en los LGRBs. Sin embargo esta cuestión no está aun totalmente resuelta (Watson et al. 2006).

Tres argumentos indirectos refuerzan el modelo de la coalescencia de objetos compactos para SGRBs. El primer indicio se basa en las estimaciones que se han realizado de la densidad ambiental. Ésta es muy inferior ( $\sim 3$  órdenes de magnitud) a la que típicamente se ha derivado para los entornos de los LGRBs. Esta baja densidad es esperable en regiones como los halos de galaxias, donde reside una gran parte de los sistemas binarios compactos. Hay que tener en cuenta que los objetos binarios compactos son sistemas muy evolucionados, los cuales precisan ~  $10^{8-9}$  años antes de fusionarse. Este largo período de emisión de ondas gravitatorias permite que éstos puedan migrar dentro de sus galaxias anfitrionas. Esto hace que tiendan a localizarse lejos de las regiones de formación estelar donde nacen las estrellas masivas (las cuales son el origen de los sistemas binarios).

Un segundo argumento se basa en las medidas del paramétro de impacto de las contrapartidas ópticas de los SGRBs respecto a sus galaxias anfitrionas. Estadísticamente se observa que los SGRBs tienden a estar localizados en regiones más periféricas de las galaxias anfitrionas, en comparación con los LGRBs los cuales tienden a concentrarse fuertemente en las regiones de formación estelar (Bloom et al. 2002; Fruchter et al. 2006).

La tercera evidencia se basa en el estudio de las edades de las poblaciones estelares. Estudios estadísticos indican que las galaxias anfitrionas de los SGRBs en media contienen poblaciones estelares más evolucionadas (Berger et al. 2005; Gorosabel et al. 2006b) que las halladas para los LGRBs (Christensen et al. 2004). Las edades estimadas son consistentes con la escala de tiempos requerida por los sistemas binarios de objetos compactos para fusionarse debido a la emisión de ondas gravitatorias. Nótese sin embargo la existencia de SGRBs que han ocurrido en galaxias starbursts jóvenes (Fox et al. 2005; Prochaska et al. 2006) por lo que este capítulo no está totalmente cerrado.

Por otra parte los SGRBs detectados hasta la fecha presentan un corrimiento al rojo medio bien por debajo del observado para los LGRBs ( $\langle z \rangle \sim 0.6$ vs. 2,8; de Ugarte Postigo et al. 2006; Jakobsson et al. 2006). No está firmemente establecido si dicha diferencia en la escala de distancias se debe exclusivamente a un sesgo observacional/instrumental (notar que los SGRBs tienden en media a ser menos luminosos que los LGRBs). A su vez se ha encontrado una correlación espacial entre las zonas de error proporcionadas por BATSE para una amplia muestra de SGRBs y las posiciones de galaxias cercanas (z < 0.025) brillantes (Tanvir et al. 2005). Algunos estudios han propuesto que una fracción (~ 25%) de los SGRBs pueden ser originados por fuentes eruptivas de rayos- $\gamma$  suaves (SGRs, Soft Gamma-Ray Repeaters) situados en galaxias próximas (por debajo de algunos Mpc, Frederiks et al. 2007), con propiedades similares al magnetar SGR 0526-66 situado en la gran nube de Magallanes.

Por otra parte existen fuertes evidencias de que algunos otros SGRBs ocurrieron a altos corrimientos al rojo, con energías comparables a los LGRBs (de Ugarte Postigo et al. 2006; Levan et al. 2006; Berger et al. 2006). La edad del Universo correspondiente a estos valores de z no es muy superior al tiempo de colapso por emisión de ondas gravitatorias ( $10^{8-9}$  años). Si los SGRBs a alto corrimiento al rojo han sido originados por sistemas de objetos compactos, los modelos de fusión deben ser capaces de explicar colapsos relativamente rápidos ( $10^{7-8}$  años) para evitar un conflicto con la temprana edad del Universo a altos valores de z.

# LGRBs sin SNs asociadas: ¿una nueva clase de GRB?

Recientemente se han descubierto 2 LGRBs que no siguen la clasificación LGRB/SGRB detallada

anteriormente. Las propiedades observacionales de estos dos eventos (GRB 060614 y GRB 060505) podrían requerir un nuevo tipo de mecanismo de colapso estelar (Fynbo et al. 2006; Della Valle et al. 2006; Gal-Yam et al. 2006; Gehrels et al. 2006). Examinando la duración de los eventos  $\gamma$  asociados a GRB 060505 y GRB 060614 hay un consenso bastante establecido de que ambos corresponden a LGRBs, aunque no faltan estudios discrepantes al respecto (Ofek et al. 2007).

No obstante, a pesar de su proximidad (z = 0,089y z = 0,125 respectivamente) no se detectó ninguna hipernova más brillante que  $M_V \sim -12,5$  asociada a los mismos. Este límite implica que la hipernova asociada, si existió, debería haber sido ~ 100 veces menos luminosa que la SN más subluminosa conocida. Este hallazgo está claramente en conflicto con las predicciones realizadas por el modelo del *colapsar*. Además pone en evidencia que la división bimodal tradicional de los GRBs (LGRBs y SGRBs) podría requirir una profunda revisión.

# Las galaxias anfitrionas de los GRBs

Las galaxias anfitrionas de los LGRBs muestran un amplio rango de magnitudes aparentes (15 < R < 29), mostrando una magnitud media en torno a  $R \sim 24,5$ . Esta larga dispersión es debida principalmente a la gran variedad de corrimientos al rojo, que oscilan entre z = 0,0085 (Galama et al. 1998b) y z = 6,29 (Haislip et al. 2006; Kawai et al. 2006; Tagliaferri et al. 2006).

Como característica general se podría decir que las galaxias anfitrionas de los LGRBs tienden a ser azules y subluminosas. Muestran una tasa de formación estelar superior a la mayoría de las galaxias con valores de z similares. Este hecho se hace especialmente patente cuando se compara la tasa de formación estelar específica, esto es, la tasa de formación estelar normalizada a la luminosidad de la galaxia (Christensen et al. 2004). Determinaciones de la metalicidad basadas en líneas de emisión indican que las galaxias anfitrionas de los LGRBs son sistemáticamente submetálicas (Prochaska et al. 2004; Gorosabel et al. 2005b; Penprase et al. 2006; Wiersema et al. 2007). Salvo en unas pocas excepciones éstas muestran una morfología irregular (ver Figura 5), al contrario de lo observado en SNs, las cuales abundan en galaxias espirales (Fruchter et al. 2006). Es bien sabido que las galaxias anfitrionas de los LGRBs son potentes emisores en Lyman- $\alpha$  (Fynbo et al. 2001; Fynbo et al. 2002; Jakobsson et al. 2005).

El conocimiento actual sobre las galaxias anfitrionas de los SGRBs es todavía muy limitado. Los SGRBs se detectan tanto en galaxias elípticas (Gehrels et al. 2005) como en galaxias starbursts (Fox et al. 2005; Prochaska et al. 2006). En media las galaxias anfitrionas de los SGRBs muestran poblaciones estelares más evolucionadas que en el caso de los LGRBs.

Es importante notar un aspecto que complica notablemente el estudio de las galaxias anfitrionas de los SGRBs. Al ser éstos eventos más breves que los LGRBs, la estadística de fotones  $X/\gamma$  es inferior y por lo tanto sus localizaciones suelen ser más pobres. A esto hay que añadir el hecho de que en muchas ocasiones las contrapartidas ópticas de los SGRBs no son detectadas. Esto hace que en multitud de casos la asociación de un SGRB dado con su galaxia anfitriona se base exclusivamente en la posición determinada para el afterglow mediante los rayos-X. Este inconveniente dificulta severamente la identificación de sus galaxias anfitrionas, dado el tamaño relativamente grande de las zonas de error en los rayos-X (típicamente unos pocos segundos de arco, Butler et al. 2007). Por si esto fuera poco, la gran separación angular que algunos SGRB afterglows han mostrado respecto a su galaxia anfitriona hace que el trabajo de asociación sea aún más complejo. Todas estas causas han sido fuente de identificaciones erróneas de galaxias anfitrionas de SGRBs (Levan et al. 2007).



Figura 5 — La Figura presenta una muestra de galaxias anfitrionas de LGRBs observadas por HST. Las observaciones fueron realizadas con STIS, WFPC2 y ACS, meses después del LGRB cuando su contribución era despreciable. La cruz sobre cada galaxia indica la posición del LGRB. Como se puede observar los LGRBs tienden a ocurrir en las

regiones más brillantes de éstas. Su distribución dentro de las galaxias difiere de lo observado en SNs, las cuales no están tan concentradas en torno a las regiones de máximo brillo superficial. Nótese el elevado número de galaxias irregulares, así como la ausencia casi total de galaxias espirales. Figura de Fruchter et al. (2006).

#### Estudios cosmológicos con LGRBs

Desde que se descubrió el origen extragaláctico de los GRBs, y especialmente desde la detección de GRBs a altos corrimientos al rojo (por ejemplo GRB 050904 a z = 6,29, se ha hecho patente el potencial que los GRBs atesoran para realizar estudios cosmológicos. Además la alta transparencia del Universo a los ravos- $\gamma$  en el rango de los MeV (donde los GRBs muestran su máxima emisión), los hace especialmente útiles como sondas en regiones de alta densidad, donde otras fuentes cosmológicas son dificilmente detectables. Los estudios cosmológicos realizados hasta la fecha se han basado exclusivamente en LGRBs, ya que la muestra de SGRBs es todavía reducida y su distribución de z puede ser bimodal. La luminosidad isótropa de los LGRBs (esto es, la luminosidad emitida por éstos si su emisión fuera isótropa) no corresponde a la de una candela estándar, pues su distribución centrada en ~  $10^{53}$  erg s<sup>-1</sup> se extiende ~ 3 dex (Frail et al. 2001).

Afortunadamente, como hemos mencionado, la posición de la rodilla en la curva de luz óptica permite estimar la anchura del haz de la emisión y corregir la luminosidad (Rhoads 1999; Sari et al. 1999). La situación mejora si se considera el ángulo de abertura y se calcula la llamada función de luminosidad colimada, la cual es menos ancha que la función de luminosidad colimada no es todavía lo suficientemente estrecha (~ 1 dex centrada en torno a ~ 5 × 10<sup>50</sup> erg s<sup>-1</sup>) para un uso cosmológico al mismo nivel que las SNs Ia (Frail et al. 2001).

Un ingrediente adicional reduce la anchura de la función de luminosidad colimada por debajo de 0.3 dex: la correlación existente entre el pico de energía y la luminosidad colimada (Ghirlanda et al. 2004). Esta correlación empírica permite estimar la luminosidad realmente emitida por el GRB (corregida por el ángulo del haz) simplemente midiendo la energía a la cual se produce el máximo de emisión  $\gamma$ . Esta relación ofrece la posibilidad de explorar la dependencia de la distancia de luminosidad con los parámetros cosmológicos ( $\Omega_M$ ,  $\Omega_\Lambda$ , H<sub>0</sub>), y por lo tanto acotar sus valores. Para ello es de capital importancia la observación óptica sistemática de una amplia muestra de curvas de luz y determinar la época de la rodilla y por lo tanto el ángulo de abertura del haz. Esto posibilitará reducir las incertidumbres estadísticas existentes en la ley empírica anteriormente mencionada.

Más recientemente (Schaefer 2007) ha extendido la muestra de GRBs y ampliado el número de observables (5) que se correlacionan con la luminosidad. Dichos indicadores de luminosidad son: i) el retraso de llegada entre los fotones  $\gamma$  de distintas energías, *ii*) variabilidad temporal, *iii*) pico de emisión  $\gamma$ , iv) época de la rodilla, v) tiempo mínimo de subida en los pulsos  $\gamma$ . Mediante la combinación de estos 5 indicadores, Schaefer (2007) determina un módulo de distancia medio al que ajusta diversos modelos cosmológicos. Esto ha permitido construir el llamado diagrama de Hubble de los GRBs, que se extendiende desde z = 0,17 hasta z > 6 (ver Figura 6). Los primeros resultados son consistentes con un Universo plano ( $\Omega_M = 0.27$ ,  $\Omega_{\Lambda} = 0.73$ ) con constante cosmológica sin dependencia de z (w = -1, ver Figura 6). Este resultado constrasta con las conclusiones de Riess et al. (2004), quienes basándose en SNs Ia apoyan un modelo cosmológico donde la ecuación de estado varía con z (w = w(z)).



Figura 6 — El diagrama de Hubble basado en GRBs. La Figura muestra el módulo de distancia en función del corrimiento al rojo (z) para una muestra de 69 LGRBs. El módulo de distancia se ha calculado promediando 5 indicadores de distancias. Nótese que los diagramas de Hubble construidos con SNs Ia solo cubren la región z < 1, una pequeña fracción de la Figura. La 69 puntos son satisfactoriamente ajustados ( $\chi^2/dof = 1,05$ ) mediante un modelo cosmológico de Universo plano con constante cosmológica (w = -1, por lo tanto sin dependencia de z; Schaefer 2007).

# Nuevos horizontes en el campo de los GRBs

Resulta difícil encontrar un campo de la astrofísica actual que haya mostrado un avance tan vertiginoso en tan pocos años. Pocos vaticinaban a principios de los años 90 que el campo iba a sufrir tal revolución. Los descubrimientos realizados en los últimos años han desvelado un campo rico en subdisciplinas con nexos e implicaciones con muchas otras áreas: SNs, ondas gravitatorias, evolución estelar, teorías de colapso gravitatorio, estudio de la tasa de formación estelar, la evolución química del Universo, estrellas de población III, la época de reionización, determinación de las constantes cosmológicas, DLAs (dumped Lyman alpha systems), etc. Entre todos estos campos cabe resaltar la expectación creada por los GRBs en el campo de la cosmología. Actualmente los LGRBs se han erigido como una de las más prometedoras sondas para el estudio del Universo primitivo.

No podemos olvidar las profundas implicaciones que ha tenido el descubrimiento en 2005 de la primera contrapartida óptica de un SGRB. Desde entonces los SGRBs se han convertido en una de las mayores esperanzas de los detectores de ondas gravitatorias como VIRGO, LIGO, TAMA, GEO o LISA. La detección de ondas gravitatorias coincidentes con un SGRB supondría un descubrimiento del calibre al realizado en 1974 con el pulsar binario PSR1913+16 (Taylor et al. 1979), mediante el cual se pudieron contrastar predicciones de la teoría de relatividad general. Además los SGRBs se presentan como nuevos laboratorios para poner a prueba las teorías gravitatorias fuertes, formación de agujeros negros o conocer la ecuación de estado nuclear, clave para entender la estructura de las estrellas de neutrones.

El futuro se presenta prometedor. Los satélites de altas energías AGILE (lanzado con éxito el 23 de Abril de 2007) y GLAST (previsto para 2008) prevén detectar ~ 150 GRBs al año en el rango de los GeV, rango espectral totalmente inexplorado hasta la fecha. Estas dos misiones podrían ser complementadas por EXIST, una misión de NA-SA propuesta para 2015 la cual mapearía el cielo a menores energías (10–600 keV). La combinación de estas misiones espaciales con telescopios de respuesta rápida permitirá realizar observaciones espectro-polarimétricas sin precedentes.

No debemos olvidar el papel que el GTC puede desempeñar en el futuro del campo. La combinación de telescopios robóticos de pequeño tamaño (especialmente los dedicados al infrarrojo como BOO-TES o REM, Castro-Tirado et al. 1999b; Zerbi et al. 2001) con el GTC(+EMIR) puede ser vital para

detectar GRBs en los confines del Universo observado, con corrimientos al rojo superiores a z > 7(Gorosabel et al. 2004a). Si la velocidad de respuesta de los telescopios en tierra es lo suficientemente rápida, será posible realizar espectroscopía de resolución media/alta de afterglows. Estas observaciones proporcionarán información sin precedentes no solo del progenitor y de su entorno, sino de todos los sistemas de absorción interceptados en la línea de visión. Observaciones sistemáticas de este tipo permitirán estudiar el enriquecimiento químico del Universo. De hecho ha sido recientemente implementado con éxito un modo de respuesta rápida (RRM) en el VLT (Vreeswijk et al. 2007). El modo RRM permite al VLT apuntar y obtener espectros con UVES de forma automática tan sólo minutos después de la detección del GRB por parte de los satélites SWIFT o INTEGRAL. La incorporación de este modus operandi al GTC (o a cualquier otro telescopio) nos depararía insospechadas sorpresas y sin duda nuevos horizontes por explorar en los años venideros.

# Referencias

Akerlof, C., et al. 1999, Nature 398, 400. Aloy, M.A., et al. 2005, A&A 436, 273. Berger, E., et al. 2005, Nature 438, 988. Berger, E., et al. 2006, ApJ enviado, [astroph/0611128]. Bersier, D., et al. 2003, ApJ 583, L63. Bersier, D., et al. 2006, ApJ 643, 284. Bloom, J.S., et al. 1999, Nature 401, 453. Bloom, J.S., et al. 2002, AJ 123, 1111. Bremer, M., et al. 1998, A&A 332, L13. Butler, N.R., et al. 2007, AJ 133, 1027. Castro-Tirado, A.J., et al. 1998, Science 279, 1011. Castro-Tirado, A.J., & Gorosabel, J. 1999, A&AS 138, 449.Castro-Tirado, A.J., et al. 1999a, Science 283, 1069. Castro-Tirado, A.J., et al. 1999b, A&AS 138, 583. Castro-Tirado, A.J., et al. 2001, A&A 370, 398. Castro-Tirado, A.J., et al. 2005, A&A 439, L15. Chary, R., et al. 1998, ApJ 498, L9. Chevalier, R.A., & Li, Z.-Y., 2000, ApJ 536, 195. Christensen, L., et al. 2004, A&A 425, 913. Costa, E., et al. 1997, Nature 387, 783. Covino, S., et al. 1999, A&A 351, 399. Covino, S., et al. 2002, A&A 392, 865. Covino, S., et al. 2003, A&A 400, L9. Covino, S., et al. 2006, A&A 447, L5. Della Valle, M., et al. 2006, Nature 444, 1050. de Ugarte Postigo, A., et al. 2006, ApJ 648, L83. Diercks, A.H., et al. 1998, ApJ 503, L105. Djorgovski, S.G., et al. 1998, Nature 387, 876.

Eichler, D., et al. 1989, Nature 340, 126. Fenimore, E.E., et al. 1988, ApJ 335, L71. Fox, D.B., et al. 2005, Nature 437, 845. Frail, D., et al. 1997, Nature 389, 261. Frail, D., et al. 2001, ApJ 562, L55. Frederiks, D.D., et al. 2007, AstL 33, 19. Fruchter, A.S., et al. 2006, Nature 441, 463. Fynbo, J.P.U., et al. 2001, A&A 374, 443. Fynbo, J.P.U., et al. 2002, A&A 388, 425. Fynbo, J.P.U., et al. 2004, ApJ 609, 962. Fynbo, J.P.U., et al. 2006, Nature 444, 1047. Galama, T.J., et al. 1998a, ApJ 500, L101. Galama, T.J., et al. 1998b, Nature 398, 394. Gal-Yam, A., et al. 2006, Nature 444, 1053. Gehrels, N., et al. 2004, ApJ 611, 1005. Gehrels, N., et al. 2005, Nature 437, 851. Gehrels, N., et al. 2006, Nature 444, 1044. Ghirlanda, G., et al. 2004, ApJ 616, 331. Ghisellini, G., et al. 1999, MNRAS 309, L7. Gorosabel, J., et al. 2004a, A&A 427, 87. Gorosabel, J., et al. 2004b, A&A 422, L113. Gorosabel, J., et al. 2005a, A&A 437, 411. Gorosabel, J., et al. 2005b, A&A 444, 711. Gorosabel, J., et al. 2006a, A&A 459, L33. Gorosabel, J., et al. 2006b, A&A 450, 87. Gorosabel, J., et al. 1998a, A&A 335, L5. Gorosabel, J., et al. 1998b, A&A 339, 719. Greiner, J., et al. 2003, Nature 426, 157. Groot, P., et al. 1998, ApJ 493, L27. Guarnieri, A., et al. 1997, A&A 328, L13. Haislip, J.B., et al. 2006, Nature 440, 181. Heise, J., et al. 2001, in GRBs in the Afterglow Era ed. E. Costa & F. Frontera (Berlin: Springer), 16. Hjorth, J., et al. 2003, Nature 423, 847. Hjorth, J., et al. 2005a, Nature 437, 859. Hjorth, J., et al. 2005b, ApJ 630, L117. Jakobsson, P., et al. 2004, ApJ 617, L21. Jakobsson, P., et al. 2005, MNRAS 362, 245. Jakobsson, P., et al. 2006, A&A 447, 897. Jensen, B.L., et al. 2005, GCN Circ 3589. Kawai, N., et al. 2006, Nature 440, 184. Klebesadel, R.W., et al. 1973, ApJ 182, L85. Kouveliotou, C., et al. 1993, ApJ 413, L101. Kulkarni, S.R., et al. 1998, Nature 393, 35. Kulkarni, S.R., et al. 1999, Nature 398, 389. Lattimer, J.M., et al. 1974, ApJ 192, 145. Lee, W.H., et al. 2005, ApJ 630, L165. Levan, A., et al. 2006, ApJ 648, L9. Levan, A., et al. 2007, MNRAS en prensa, [astroph/0704.2525].

Malesani, D., et al. 2004, ApJ 609, L5. Masetti, N., et al. 2003, A&A 404, 465. Mazzali, P.A., et al. 2006, Nature 442, 1018. Metzger, M., et al. 1997, Nature 387, 878. Mészáros, P., & Rees, M.J., 1999, MNRAS, 306, L39. Mirabal, N., et al. 2006, ApJ 643, L99. Modjaz, M., et al. 2006, ApJ 645, L21. Murakami, T., et al. 1981, Nature 335, 234. Nemiroff, R.J., 1994, AIP Conf. Proc. 307, 730. Ofek, E.O., et al. 2007, ApJ enviado [astroph/0703192]. Paczyński, B., 1998, ApJ 494, L45. Pedersen, H., et al. 1998, ApJ 496, 311. Penprase, B.E., et al. 2006, ApJ 646, 358. Pian, E., et al. 2006, Nature 442, 1011. Piro, L., et al. 1998, A&A 331, L41. Price, P.A., et al. 2005, GCN Circ 3612. Prochaska, J.X., et al. 2006, ApJ 642, 989. Prochaska, J.X., et al. 2004, ApJ 611, 200. Rhoads, J., 1999, ApJ 525, 737. Riess, A., et al. 2004, ApJ, 607, 665. Rol, E., et al. 2000, ApJ 544, 707. Rol, E., et al. 2003, A&A 405, L23. Sari, R., et al. 1998, ApJ 497, L17. Sari, R., et al. 1999, ApJ 519, L17. Schaefer, B.E., 2007, ApJ 660, 16. Stanek, K.Z., et al. 2003, ApJ 591, L17. Stanek, K.Z., et al. 2005, ApJ 626, L5. Soderberg, A.M., et al. 2004, ApJ 606, 994. Sollerman, J., et al. 2006, A&A 454, 503. Tagliaferri, G.C., et al. 2006, A&A 443, L1. Tanvir, N.R., et al. 2005, Nature 438, 991. Taylor, J.H., et al. 1979, Nature 277, 437. Thomsen, B., et al. 2004, A&A 419, L21. van Paradijs, J., et al. 1997, Nature 386, 686. van Paradijs, J., et al. 2000, ARA&A 38, 379. Vreeswijk, P.M., et al. 2007, A&A en prensa [astroph/0611690]. Watson, D., et al. 2006, A&A 454, L123. Wiersema, K., et al. 2007, A&A 464, 529. Wijers, R.A.M.J., et al. 1999a, ApJ 519, L17. Wijers, R.A.M.J., et al. 1999b, ApJ 523, L33. Winkler, C., et al. 2003, A&A 411, L1. Woosley, S.E., 1993, ApJ 405, 273. Woosley, S.E., & Bloom, J.S, 2006, A&ARA 44, 507. Zeh, A., et al. 2004, ApJ 609, 95. Zerbi, F.M., et al. 2001, AN 322, 275.

Javier Gorosabel es Científico Titular del Instituto de Astrofísica de Andalucía, IAA-CSIC.

# O PROBLEMA DE GYLDÉN-MEŠČERSKIJ EM CENÁRIOS PERTURBADOS. MÉTODOS E APLICAÇÕES

# Manuel Andrade Baliño

oandrade@usc.es

Tesis doctoral dirigida por José Ángel Docobo Durántez Centro: Faculdade de Matemáticas (Universidade de Santiago de Compostela) Fecha de lectura: 2 de marzo de 2007

Desde los trabajos pioneros de Gyldén y Meščerskij en la resolución de las ecuaciones del movimiento del problema de dos cuerpos de masa variable dependiente del tiempo y de los de Eddington y Jeans sobre los procesos físicos que tienen lugar en las estrellas y su relación con la pérdida de masa, la incomunicación entre las respectivas vías de investigación ha sido notable. A pesar de ser el objetivo principal de esta tesis la resolución analítica —o numérica, cuando esto no fuese posible- del problema matemático de masa variable (problema de Gyldén–Meščerskij [GM]) en escenarios en los que se han añadido ciertas perturbaciones — efecto periastro, achatamiento polar de alguna de las componentes y efectos relativistas—, el hilo conductor ha sido la aplicación de la teoría considerando las propiedades astrofísicas, tales como los ritmos de pérdida de masa, lo más aproximadas a la realidad posible.

En este contexto, una de las contribuciones de esta tesis en la cual ambos enfoques se unifican es, a la vista de resultados recientes sobre la evolución estelar y la pérdida de masa, la reinterpretación de la ley de Jeans.

Tomando como punto de partida el problema de GM se considera su integración sometido a diferentes perturbaciones. En primer lugar se analiza de modo completo el denominado efecto periastro, un fenómeno que, no obstante haber sido sugerido como explicación a los aumentos de la excentricidad observados en sistemas binarios (Martin 1964; Edwards y Pringle 1987; Valls-Gabaud 1988; Soker 2000), nunca antes había sido formalizado matemáticamente. Básicamente, consiste en un aumento de la pérdida de masa por interacción gravitatoria en las proximidades del periastro. Para cuantificar tal pérdida de masa sugerimos una lev relativamente simple en función de la distancia (r), del momento angular  $(p_{\theta})$  y de un pequeño parámetro próximo a cero ( $\beta$ ):

$$\dot{m}_{EP}\left(r;\,p_{\theta}\right) = -\beta \,\frac{p_{\theta}}{r^2},\tag{1}$$

Se demostró (Andrade y Docobo 2003), integran-

do numéricamente las ecuaciones del movimiento, que esta ley produce variaciones seculares en los elementos orbitales, notablemente en la excentricidad.

Los otros dos escenarios perturbados analizados son los que surgen de considerar el achatamiento polar de alguna de las componentes del sistema binario y los efectos relativistas del potencial gravitatorio.



Figura 1 — Izquierda: Evolución temporal de la excentricidad y del semieje mayor de la órbita interna para BAG 10 Aa sin pérdida de masa (negro), con pérdida temporal (gris oscuro) y con efecto periastro añadido (gris claro). Derecha: Nueva órbita visual de la binaria BAG 10 Aa.

Con el fin de integrar sistemas hamiltonianos de este tipo se obtiene un método canónico de perturbaciones N-paramétrico, el cual constituye una generalización completa a un número arbitrario de parámetros del método de Lie-Deprit —las teorías de perturbaciones basadas en transformaciones de Lie, desarrolladas en la segunda mitad del siglo pasado (Hori 1966, Deprit 1969), utilizan una familia de difeomorfismos dependiente de un pequeño parámetro que permite obtener soluciones aproximadas de sistemas de ecuaciones diferenciales no lineales que pueden ser tomados como una perturbación de un sistema integrable.

En lo que se refiere a la estabilidad, diversos criterios para sistemas triples jerarquizados (Harrington 1972; Graziani y Black 1981; Eggleton y Kise-

leva 1995; Aarseth y Mardling 1999) son aplicados por primera vez al problema de GM con y sin *efecto periastro*. Con el fin de visualizar las regiones de estabilidad se construyen mapas de estabilidad ad hoc en función de la excentricidad y del semieje mayor de la órbita externa. Estas herramientas son aplicadas a dos sistemas planetarios, en órbitas tipo P ( $\gamma$  Cephei) y tipo S (ejemplo hipotético basado en el anterior), y a un sistema estelar triple (BU 1099 AB, cuya binaria interna es BAG 10 Aa). Se demuestra la disminución de la estabilidad en escenarios con pérdida de masa, sobre todo, por *efecto periastro*. Además, se obtienen variaciones

seculares producidas por este último en la excentricidad y en el semieje mayor. En sistemas estelares triples en configuraciones tales que el mecanismo de Kozai es importante se observa un refuerzo del *efecto periastro* que conduce a notables incrementos del semieje mayor de la órbita interna (ver Figura 1).

Finalmente, se proporciona un modelo de vientos cargados de masa basado en una función de distribución de masa definida a partir de tres factores de forma del viento estelar. Este modelo se utiliza para la integración de cierta configuración orbital hipotética en un sistema binario Wolf–Rayet.

# DISEÑO Y CARACTERIZACIÓN DEL SISTEMA FOTOMÉTRICO DE LA MISIÓN Gaia DE LA AGENCIA ESPACIAL EUROPEA

#### José Manuel Carrasco Martínez

carrasco@am.ub.es

Tesis doctoral dirigida por Carme Jordi Nebot Centro: Dept. Astronomía y Meteorología de la Universidad de Barcelona Fecha de lectura: 11 de diciembre de 2006

El propósito de esta tesis es diseñar el sistema fotométrico de la misión espacial *Gaia*, de la ESA, con fecha de lanzamiento prevista para finales de 2011. Estos filtros deben permitir la clasificación de los objetos observados por *Gaia*, parametrizarlos en términos de sus propiedades físicas y además permitir la evaluación de los efectos cromáticos en las medidas astrométricas.

El diseño del satélite (Gaia-2) considerado en esta tesis contempla la inclusión de filtros fotométricos de banda ancha e intermedia. El reciente cambio en el modelo de instrumento (Febrero de 2006), en el que los filtros fotométricos se han sustituido por espectrofotometría de baja resolución, se ha hecho de forma que se asegure una correcta medida de las regiones espectrales de los filtros fotométricos propuestos en esta tesis doctoral y aceptados con anterioridad al cambio de diseño, de forma que Gaia-3 implementa el mismo sistema fotométrico pero con prismas, en vez de con filtros.

Los filtros de banda intermedia son más efectivos a la hora de medir en detalle ciertas trazas espectrales. Pero para aquellas estrellas demasiado débiles para proporcionar suficiente señal en los filtros estrechos o de campos estelares demasiado densos para la resolución angular del instrumento, se dispone de los filtros de banda ancha del instrumento astrométrico, con mayor resolución angular.

Existen multitud de sistemas fotométricos pero ninguno de ellos es óptimo para la implementación

en el espacio en una misión como Gaia, debido a la gran variedad y cantidad ( $\sim 10^9$ ) de objetos y al amplio rango de luminosidades aparentes que pretende observar.

En el diseño del sistema fotométrico se hubo de tener presente en todo momento cuáles son sus objetivos científicos. Se creó la lista de objetos clave para Gaia (Scientific Photometric Targets, ST), priorizándolos por orden de importancia en el contexto global de la misión y optimizando el sistema fotométrico de acuerdo a dichas prioridades. Asímismo, se decidió optimizar el sistema fotométrico para estrellas aisladas, sin multiplicidades; y entre estas, las estrellas cruciales para entender la Vía Láctea. La metodología utilizada ha sido examinar las estrellas útiles para el estudio de cada población galáctica, identificando los trazadores de cada objetivo científico y seleccionando las estrellas representativas en diferentes direcciones, distancias, enrojecimientos, etc. La lista completa final de ST consta de 9183 estrellas. Se consideraron también objetos no prioritarios y, en la medida de lo posible, se añadieron posteriormente algunos cambios en el sistema fotométrico sin degradar la caracterización de los ST (como por ejemplo la optimización de la anchura del filtro  $H_{\alpha}$ , para la detección de estrellas de emisión).

Durante la tesis hemos desarrollado una herramienta de simulación de las observaciones fotométricas que producirá *Gaia*. Este simulador es suficientemente flexible para adaptar cambios del instrumento y de los filtros. El objetivo es simular el número de cuentas detectadas y su error asociado, tanto para un sólo tránsito como para el final de la misión. Estos errores permiten estimar las precisiones en la determinación de los parámetros físicos.

Las diferentes propuestas fueron evaluadas objetivamente mediante un ente matemático, llamado "figura de mérito" (FoM), para indicar cuán buenos eran los resultados obtenidos con cada sistema fotométrico de forma independiente a los métodos de clasificación, y poder así compararlos entre sí. De esta manera, se pueden proponer modificaciones en el sistema de filtros optimizando la FoM, hasta conseguir así el sistema óptimo para Gaia. El concepto de FoM se basa en caracterizar la sensibilidad de los filtros a cambios en los parámetros astrofísicos de la fuente. Los cambios en los flujos se comparan con los errores observacionales, pudiéndose introducir también cierto conocimiento "a priori" sobre la fuente, como por ejemplo, la paralaje.

El resultado de todo este proceso fue la creación

de los sistemas C1M y C1B, de banda intermedia y ancha y con 14 y 5 filtros, respectivamente. A modo de breve resumen, 3 de los filtros de C1B se encuentran a la izquierda de la línea  $H_{\beta}$ , sobre la línea  $H_{\alpha}$  y a la derecha del salto de Paschen. Los otros 2 filtros de C1B cubren los huecos entre filtros. En el sistema C1M, se mide el salto y la serie de Balmer, la línea de CaII H, el triplete de MgI+MgH, bandas de TiO para estrellas frías y bandas de CN para estrellas de tipo R y N, además de un filtro adicional dedicado a la medida del flujo en el rango del espectrómetro de velocidades radiales.

Una vez definido el sistema fotométrico de la misión, queda invertir el proceso e intentar recuperar los parámetros astrofísicos a partir de las observaciones. Esta labor la lleva a cabo el grupo de clasificación de la misión (ICAP) pero en esta tesis damos unas guías para llevar a cabo este proceso, en base a los criterios que hemos utilizado para proponer los filtros. Los diagramas color-color mostrados pueden ser aprovechados en el futuro para crear los algoritmos de clasificación.

# HISTORIA DEL ENRIQUECIMIENTO QUÍMICO Y GRADIENTES DE METALICIDAD EN LAS NUBES DE MAGALLANES

Ricardo Carrera Jiménez

rcarrera@iac.es

Tesis doctoral dirigida por Carme Gallart Gallart Centro: Instituto de Astrofísica de Canarias Fecha de lectura: 18 de diciembre de 2006

¿Cómo se forman las galaxias? ¿Cómo evolucionan? Estas son cuestiones fundamentales que los estudios profundos de galaxias a alto desplazamiento al rojo tratan de resolver. Una segunda aproximación es reconstruir la historia de formación estelar (HFE) de las galaxias a través de sus poblaciones estelares resueltas. La HFE de una galaxia viene caracterizada principalmente por la tasa de formación estelar y la ley de enriquecimiento químico (LEQ). La primera de ellas se obtiene a partir de los diagramas color-magnitud (DCM), mientras que la LEQ se ha caracterizado en muchas ocasiones a partir de la distribución en color de las estrellas en la Rama de Gigantes Rojas (RGB), a pesar de la dificultad que supone la degeneración edad-metalicidad presente en la RGB. El objetivo principal de este trabajo ha sido obtener la LEQ para las Nubes de Magallanes combinando la información sobre la metalicidad de estrellas

individuales obtenida a partir de la espectroscopía con la contenida en el DCM. La vía más precisa para medir abundancias químicas es la espectroscopía de alta resolución. Sin embargo, esta técnica requiere de un tiempo de telescopio desmesurado. La alternativa es la espectroscopía de baja resolución, que junto con los modernos espectroscopios multiobjeto, permite observar un gran número de estrellas en un tiempo razonable.



Figura 1 — Anchura equivalente reducida de las líneas del CaT frente a [Fe/H] en la escala de CG97. La línea continua es el mejor ajuste a los datos. Las líneas discontinuas representan el intervalo del 90 % confianza del ajuste. Los cúmulos encerrados en un círculo son los más jóvenes de 4 Ga. Los residuos del ajuste lineal se muestran en el panel inferior. Nótese que los errores en  $W'_I y$ [Fe/H] son menores en algunos casos que el tamaño del punto.

En las galaxias, únicamente podemos observar espectroscópicamente las estrellas más brillantes. que en la mayoría de los casos son las estrellas Gigantes Rojas. El índice adecuado para medir la metalicidad de estas estrellas es el triplete infrarrojo del Ca II (CaT, de sus siglas en inglés) a  $\sim 8500$  Å, que domina la parte infrarroja de su espectro. La relación entre la anchura equivalente de las líneas del CaT y la metalicidad se ha estudiado principalmente en sistemas viejos y pobres en metales. Sin embargo, las galaxias presentan, en general, amplios rangos de edades y metalicidades. El primer objetivo de este trabajo fue estudiar el comportamiento de las líneas del CaT con la edad y la metalicidad. Para ello se midieron las líneas del CaT en estrellas de cúmulos abiertos y globulares que cubren los más amplios rangos de edad y metalicidad,  $0.25 \le (\text{Edad/Ga}) \le 13 \text{ y} - 2.2 \le [\text{Fe/H}] \le +0.47$ , en los cuales se ha investigado el comportamiento de las líneas del CaT hasta el momento. Hemos encontrado una correlación lineal entre la anchura equivalente reducida de cada cúmulo y la metalicidad, independientemente de su edad (Figura 1) El siguiente paso ha sido utilizar el CaT para medir metalicidades de estrellas resueltas en las Nubes de Magallanes y de este modo estudiar su evolución química. Por su proximidad, estas galaxias son un

excelente laboratorio para probar la potencia de este método. Son fácilmente observables desde tierra y presentan poblaciones estelares con un amplio rango de edades y metalicidades. En la LMC hemos determinado metalicidades para más de 400 estrellas en cuatro campos situados a  $3^{\circ}$ ,  $5^{\circ}$ ,  $6^{\circ}$  y 8° al Norte de la barra. Las observaciones fueron realizadas con HYDRA en el telescopio de 4 m de Cerro Tololo. Encontramos que la metalicidad promedio de los campos es constante hasta 6°, siendo un factor dos menor a  $8^{\circ}$ . En el caso de la SMC, observamos cerca de 300 estrellas en 13 campos repartidos en diferentes posiciones del cuerpo de la galaxia, situados a una distancia entre 1° y 4° de su centro. Estas observaciones se llevaron a cabo con FORS2 instalado en uno de los telescopios VLT. Encontramos que aquellos campos situados a una misma distancia del centro tienen una metalicidad promedio similar independientemente del ángulo de posición. A medida que nos alejamos del centro la metalicidad promedio disminuye suavemente. Existen dos posibles escenarios para explicar el hecho de que las regiones más externas de ambas galaxias sean menos metálicas. Por un lado, el enriquecimiento químico pudiera haber sido menor en las regiones más externas, por lo que las estrellas de una misma edad serían menos metálicas al alejarnos del centro. La alternativa es que el ritmo de enriquecimiento químico haya sido el mismo en todas las posiciones, y por tanto, la menor metalicidad de las regiones externas sería debida a que las distribuciones de edad de los campos son diferentes. En este caso, la mayor cantidad de estrellas ricas en metales en las regiones centrales sería debida a un mayor porcentaje de estrellas jóvenes. Obviamente, la combinación de ambos escenarios es también posible. Combinando la metalicidad, obtenida a partir de la espectroscopía, con la posición de la estrellas en el DCM hemos podido estimar la edad de cada estrella, y de este modo obtener la relación edad-metalicidad de cada campo (Figura 2).



Figura 2 — Relaciones edad-metalicidad de los campos estudiados en la LMC. En los paneles interiores se ha representado la fracción de estrellas en función de la edad teniendo en cuenta las incertidumbres en la determinación de la edad (en rojo) y sin tenerlos en cuenta (en verde). La edad

se calculó a partir de la posición de la estrella en el diagrama color-magnitud considerando la metalicidad obtenida espectroscópicamente. En la parte superior se ha representado el error de la edad en cada intervalo, y a la derecha el error en cada intervalo de metalicidad.

Esto nos ha permitido discriminar qué escenario ha tenido lugar en cada una de las dos galaxias. En ambos casos, el hecho de que las regiones más externas sean menos metálicas se explica por la ausencia de las poblaciones estelares más jóvenes, que a su vez son las más metálicas. En ambas galaxias hemos encontrado que para distintos campos, las estrellas de una edad similar tienen igual metalicidad. Por lo tanto la evolución química de cada galaxia ha sido la misma en todas las posiciones estudiadas.

El espectroscopio OSIRIS instalado en el GTC permitirá utilizar esta técnica para determinar metalicidades en estrellas de galaxias del Grupo Local hasta una distancia de  $\sim 1$  Mpc, lo que incluye M31 y sus satélites, M33 y varias de las galaxias enanas irregulares como NGC 6822 e IC 1613.

# FUSIÓN GALÁCTICA: CONTEO DE FUENTES Y DINÁMICA DE ACRECIMIENTOS DE SATÉLITES

María del Carmen Eliche Moral

cem@astrax.fis.ucm.es

Tesis doctoral dirigida por Marc Balcells Comas y Mercedes Prieto Muñoz Centro: Instituto de Astrofísica de Canarias Fecha de lectura: 5 de febrero de 2007

Tanto las observaciones como las simulaciones cosmológicas indican que las fusiones de galaxias son procesos bastante frecuentes en el Universo. Sin embargo, aún se desconoce la relevancia de las fusiones en la evolución galáctica y en la constitución de los bulbos actuales, frente a otros posibles procesos de formación. El objetivo de esta tesis ha consistido en estudiar el papel de las fusiones tanto en la aparición de la población galáctica de tipo temprano, como en la evolución de los bulbos galácticos, a nivel observacional y computacional. Hemos analizado la relevancia de los ritmos de fusión mediante el estudio de las cuentas diferenciales de galaxias en  $U, B y K_s$ . Hemos obtenido nuestras propias cuentas en las bandas  $U \neq B$  sobre un campo de  $\sim 900 \text{ arcmin}^2$  del muestreo GOYA que abarca la tira de Groth-Westphal. Las magnitudes límites alcanzadas han correspondido a U = 24.8mag y B = 25.5 mag en el sistema de Vega (al 50 %

de eficiencia de detección para las fuentes puntuales). Las pendientes de las cuentas obtenidas son compatibles con los resultados de otros autores. Hemos desarrollado modelos de cuentas de galaxias que, por primera vez, son capaces de reproducir simultáneamente las cuentas observacionales en U y B en un rango de 15 magnitudes y las de  $K_{\rm s}$  en un rango de 10 magnitudes, empleando únicamente parámetros medidos observacionalmente y sin necesidad de introducir poblaciones exóticas de origen desconocido o diferentes ritmos de fusión para cada banda (Eliche-Moral et al. 2006, ApJ, 639, 644). Nuestros modelos requieren la imposición de un desplazamiento al rojo de formación relativamente reciente de las galaxias elípticas ( $z_{\rm f} \sim 1.5$ , lo que equivale a una edad de  $\sim 9$  Gaños) para reproducir el cambio de la pendiente que se observa en las cuentas infrarrojas en  $K_{\rm s} = 17,5$  mag. Una profundidad óptica moderada para todos los tipos

galácticos (galaxias tempranas inclusive) asegura que las cuentas en  $U \ge B$  no presenten ningún incremento repentino asociado a la formación reciente que se ha impuesto en las elípticas. Los ritmos de fusión utilizados en los modelos han sido extraídos directamente de trabajos observacionales.

La formación hace  $\sim 9$  Gaños de las galaxias E/S0 no se contrapone a que sus poblaciones se hayan podido constituir mucho antes en el Universo, a  $z \sim 4$ , puesto que el nacimiento estructural de una elíptica podría ser posterior a la formación de la mayoría de las estrellas que la van a configurar, debido a las fusiones. Por otra parte, este  $z_{\rm f}$  de los modelos se refiere al período de formación de la mayoría de las elípticas, lo que no es incompatible con que se formasen algunas a  $z \sim 4$ , ni con que existan otros procesos de formación de elípticas aparte de los que dan lugar a las que aparecen a  $z \sim 1.5$ . Nuestros modelos de cuentas en azul e infrarrojo parecen sugerir que una gran proporción de las elípticas actuales han debido formarse en épocas intermedias, hace  $\sim 9$  Gaños, a través de las fusiones de los discos galácticos ya existentes. Otra ventaja de estos modelos es que son capaces de explicar el origen y la evolución de las galaxias débiles azules hasta  $z \sim 1, 5-2$ , sin tener que recurrir a poblaciones exóticas de evolución y origen desconocidos. Estas surgen a partir de la evolución natural de la mezcla local, la cual viene inducida por la formación jerárquica inherente a un Universo  $\Lambda CDM$ .

También hemos estudiado la influencia de las fusiones en el crecimiento de la estructura central de las galaxias, mediante simulaciones no colisionales de *N*-cuerpos de acrecimientos de satélites sobre galaxias de disco (Eliche-Moral et al. 2006, A&A, 457, 91). Para asegurar que los cocientes de densidad entre la galaxia principal y la satélite en

cada experimento (críticos en el resultado final de la fusión) son realistas, hemos empleado un escalado basado en la relación observacional de Tully-Fisher ( $\mathcal{M} \propto V_{\rm rot}^{\alpha_{\rm TF}}$ ). Hemos explorado los resultados imponiendo diferentes cocientes de densidades centrales entre el satélite y la galaxia principal  $(\alpha_{\rm TF} = 3, 0, 3, 5, 4, 0)$ , cocientes de masas luminosas (1:6, 1:9, 1:18) y órbitas. Los remanentes de todos los experimentos de acreción muestran una clara estructura bulbo-disco, con curvas de rotación normales. Tanto la razón bulbo-disco como el índice n de Sérsic del bulbo crecen como resultado del acrecimiento en todos los modelos, mostrando valores moderados al final de la simulación (n = 1, 0 - 1, 9). El bulbo crece independientemente de si el satélite (que se destruye completamente en todos los experimentos) llega al centro del remanente (casos con  $\alpha_{\rm TF} = 3.5$  ó 4,0) o no (casos  $\cos \alpha_{\rm TF} = 3.0$  y con razones de masas luminosas 1:18). Los parámetros estructurales globales evolucionan de forma sistemática, siguiendo tendencias coherentes con las observacionales. El mecanismo dominante en el crecimiento del bulbo es el flujo hacia el centro de material del disco primario durante el decaimiento del satélite. Los modelos que hemos presentado demuestran que la evolución secular de los bulbos galácticos, que actualmente se considera resultado de inestabilidades de tipo barra en el disco de la galaxia, puede ser inducida también a través de acrecimientos galácticos, mediante el transporte de material del disco hacia la región central del bulbo que la fusión induce. Dado que, según los modelos vigentes de formación jerárquica, las fusiones menores fueron mecanismos muy relevantes en etapas tempranas del Universo (incluso más que las mayores), los acrecimientos galácticos han podido constituir un proceso clave en la configuración actual de la Secuencia de Hubble.

# ABUNDANCIAS QUÍMICAS EN REGIONES H II Y FLUCTUACIONES DE TEMPERATURA

#### Jorge García Rojas

Tesis doctoral dirigida por Dr. César Esteban López Centro: IAC (Instituto de Astrofísica de Canarias) Fecha de lectura: 18 de diciembre de 2006

Las regiones H II son objetos fundamentales para el conocimiento de la composición y la evolución química en el Universo, especialmente en el dominio extragaláctico. Debido a esto, es fundamental jogarcia@iac.es

conocer si los métodos tradicionales de determinación de abundancias en nebulosas ionizadas (basados en el análisis de líneas de excitación colisional, LEC) son fiables o no. El objetivo principal de esta tesis es determinar de forma alternativa la abundancia de ciertos iones  $(O^{++}, C^{++}, O^+ y Ne^{++})$  a partir de la intensidad de líneas de recombinación (LR), mucho más débiles que las LEC pero medibles en espectros lo suficientemente profundos. Resultados previos obtenidos para las regiones H II galácticas y extragalácticas más brillantes indicaban que las abundancias calculadas a partir de LR son sistemáticamente mayores (hasta un factor 2–3) que las determinadas a partir de LEC. Este problema (conocido como "discrepancia de abundancias") puede estar relacionado con la presencia de fluctuaciones de temperatura en las nebulosas.

En esta tesis se presenta un análisis en detalle de datos espectrofotométricos de zonas brillantes de 8 regiones H II galácticas. Los datos han sido adquiridos con el espectrógrafo echelle UVES (Ultraviolet Visual Echelle Spectrograph) del telescopio Kueyen del VLT (Very Large Telescope), en el Observatorio de Cerro Paranal, Chile, durante dos campañas de observación. En cada uno de los objetos se ha cubierto un amplio rango de longitud de onda (3100–10400 Å), con una resolución espectral efectiva de R =  $\lambda/\Delta\lambda \sim 8800$ . Hemos detectado varios cientos de líneas de emisión en cada región (en total se han medido más de 2600 líneas), conformando el conjunto más detallado de observaciones de este tipo realizadas hasta la fecha en regiones H II. Gracias a la enorme cantidad de información disponible se han podido determinar las condiciones físicas del gas (temperatura y densidad electrónica) a partir de gran cantidad de diagnósticos que involucran relaciones entre líneas de emisión o entre el continuo v líneas de emisión. A partir de estas condiciones físicas, hemos determinado las abundancias de un gran número de iones usando LEC. La profundidad de los espectros disponibles también nos ha permitido determinar las abundancias de  $O^{++}$ ,  $C^{++}$  y, en algunos casos  $O^+$  y Ne<sup>++</sup> a partir de LR.

Se ha obtenido el parámetro  $t^2$  (fluctuación cuadrática media de la temperatura) usando diferentes métodos: a) comparando las temperaturas electrónicas obtenidas a partir de los saltos de Balmer y/o Paschen de H I y a partir de cocientes de LEC; b) comparando las abundancias iónicas de O<sup>++</sup> (y en algunos casos de C<sup>++</sup>, O<sup>+</sup> y Ne<sup>++</sup>) obtenidas a partir de LR y LEC; y c) a partir del espectro de recombinación de He I. Los resultados obtenidos usando los distintos métodos son, por lo general, consistentes entre sí. El parámetro  $t^2$  medio para cada objeto ha sido utilizado para calcular las abundancias de numerosos iones en presencia de fluctuaciones de temperatura.

La medida de LR de  $O^{++}$  y  $C^{++}$  en todos los obje-

tos ha permitido la determinación del gradiente de O y C en el disco galáctico. La obtención de estos gradientes con precisión es una de las restricciones más importantes para los modelos de formación y evolución química del disco de la Galaxia y de la vecindad solar. Esta es la primera vez que se determina el gradiente de C para un número importante de regiones H II distribuidas en un rango tan amplio de distancias galactocéntricas. El valor de las abundancias de O y C en la vecindad solar coincide con los valores más recientes de las abundancias de O y C en el Sol, teniendo en cuenta la evolución química experimentada en esta zona de la Galaxia desde la formación de nuestra estrella.



Figura 1 — Cociente de las líneas de O II  $\lambda 4089.29/\lambda 4649.14$  como función de la temperatura. La línea continua es el cociente teórico para  $n_e=10^4$  cm<sup>-3</sup>. Los datos se representan como cajas de error. Mostramos las regiones H II de nuestra muestra para las que ha sido posible medir la transición 3d-4f de O II  $\lambda 4089.29$ : NGC 3576 y tres posiciones de rendija en la Nebulosa de Orión. Las temperaturas obtenidas son consistentes con las determinadas a partir de diagnósticos de LEC.

Finalmente, realizamos el análisis global de la muestra en el que hemos comparado los distintos diagnósticos de temperatura y densidad, y donde hemos realizado un estudio comparativo entre dos de los escenarios propuestos para explicar la discrepancia de abundancias en nebulosas planetarias (NP) y regiones H II: la existencia de fluctuaciones de temperatura y la presencia de inhomogeneidades químicas más frías y densas que el medio interestelar circundante. En esta tesis hemos encontrando que hay una diferencia significativa entre los resultados obtenidos en NP y regiones H II. En particular, hemos encontrado que el ADF está relacionado con la energía de excitación y con la densidad crítica (al contrario que lo observado en NP).

Por otro lado, las temperaturas electrónicas determinadas a partir de LR con buena señal a ruido son consistentes dentro de las incertidumbres, con las determinadas a partir de LEC, LR de H I o LR de He I, lo cual entra en contradicción con el modelo de dos fases propuesto habitualmente para NP y recientemente propuesto por Tsamis & Pequignot (2005) para una región H II de la Gran Nube de Magallanes, en el que se supone la existencia de una fase más fria de la que provendría el grueso de la emisión de las LR de metales (ver Figura 1). Estos resultados sugieren que, con los datos observacionales disponibles, el fenómeno que produce la discrepancia de abundancias podría ser diferente en NP y en regiones H II, lo cual debe de ser tenido en cuenta en posteriores análisis.

# **C**OMPOSICIÓN QUÍMICA DE ESTRELLAS QUE ORBITAN ALREDEDOR DE AGUJEROS NEGROS Y ESTRELLAS DE NEUTRONES

Jonay Isaí González Hernández

Tesis doctoral dirigida por Dr. Rafael Rebolo López y Dr. Garik Israelian Centro: IAC (Instituto de Astrofísica de Canarias) Fecha de lectura: 7 de noviembre de 2006

Los sistemas binarios de rayos-X de masa pequeña (LMXBs) están formados por estrellas de tipo tardío que orbitan alrededor de objetos compactos, tanto agujeros negros como estrellas de neutrones. Los objetos compactos en estos sistemas probablemente se originaron durante una explosión de supernova que evectó cantidades significativas de material procesado en la nucleosíntesis de sus estrellas progenitoras. Las estrellas secundarias estuvieron lo suficientemente cerca de la estrella progenitora cuando se produjo la explosión y por tanto, es posible que hayan podido capturar parte del material eyectado, y presenten, por tanto, anomalías en sus abundancias como reflejo de la explosión de supernova. El estudio de la composición química de estas estrellas nos permitirá extraer información sobre propiedades de las estrellas progenitoras de los objetos compactos, así como los parámetros que caracterizan las explosiones de supernova.

Hemos llevado a cabo el análisis de abundancias de las estrellas secundarias en los sistemas A0620–00, Centaurus X-4, XTE J1118+480 y Nova Scorpii 1994. Las estrellas secundarias en estos sistemas llenan sus respectivos lóbulos de Roche v transfieren masa a los objetos compactos, dando lugar a la formación del disco de acreción responsable de la emisión en rayos X. Ambas componentes del sistema, separadas por distancias de pocos radios solares, poseen movimientos orbitales circulares en torno al centro de masas del sistema. Hemos realizado observaciones espectroscópicas de resolución intermedia-alta de estos sistemas en estado de quietud, haciendo uso de telescopios de clase 8–10 metros, obteniendo una amplia muestra de espectros en distintas fases orbitales. El análisis

Jonay.Gonzalez-Hernandez@obspm.fr

espectroscópico de estos datos nos ha permitido caracterizar los parámetros dinámicos de los sistemas confirmando resultados de trabajos anteriores.

Se ha desarrollado una técnica, basada en la comparación de  $\chi^2$  de una red de espectros sintéticos con el espectro promedio de la estrella secundaria, que permite obtener sus parámetros estelares  $(T_{\rm eff})$  $v \log q$ , junto con su metalicidad, [Fe/H], teniendo en cuenta el disco de acreción. El flujo del continuo del disco produce un velado en el espectro normalizado debilitando las líneas estelares. Las temperaturas efectivas encontradas son consistentes con previas clasificaciones espectrales de estas estrellas, mientras que la gravedad superficial es compatible con la que se obtiene de suponer que la estrella secundaria está llenando su lóbulo de Roche. Adoptando estos valores para los parámetros estelares y el velado, se determinaron las abundancias de elementos químicos pesados como el Mg, Al, Ca, Ti, Fe y Ni, en las estrellas secundarias de tipo espectral K, salvo en XTE J1118+480 donde no pudo determinarse la abundancia de Ti. En el sistema Nova Sco 94, cuva estrella secundaria es de tipo espectral F, se midieron además las abundancias de O, Na, Si y S.

La abundancia de Li ha sido también determinada en las estrellas secundarias, resultando inusualmente alta en comparación con estrellas de tipo espectral K de masa similar. Este resultado sugiere que los sistemas podrían ser suficientemente jóvenes para haber preservado la cantidad de Li observado o que la gran velocidad de rotación de la estrella secundaria haya inhibido parcialmente el proceso de destrucción, aunque otros autores han sugerido la existencia de un mecanismo de producción de Li.

La abundancia de Fe es típicamente consistente y en algunos casos ligeramente mayor que la solar. Las razones de abundancias de los elementos estudiados con respecto al Fe en Cen X-4 son consistentes con las tendencias de estos elementos en la Galaxia. Se encuentran ligeras anomalías de Mg en A0620–00 y Al en XTE J1118+480, mientras que los elementos O, Mg, S, Si y Na resultan significativamente sobreabundantes en la estrella secundaria en Nova Sco 94.

Estas abundancias han sido discutidas en el contexto de los posibles escenarios evolutivos de cada sistema. Una comparación con modelos de explosiones de supernova de tipo II y Ib que se encuentran en la literatura ha permitido estudiar propiedades que caracterizan las explosiones de supernova que dieron lugar a los objetos compactos. En el sistema Nova Sco 94, se ha confirmado el origen del agujero negro en un evento explosivo, probablemente de tipo hipernova. En A0620–00 no podemos descartar que el agujero negro se formara a partir del colapso directo de su estrella progenitora.

En Cen X-4 se ha llevado a cabo además un estudio cinemático para determinar su órbita galactocéntrica. Las abundancias observadas en este sistema y en XTE J1118+480, junto con sus características cinemáticas han permitido concluir que los objetos compactos, una estrella de neutrones y un agujero negro respectivamente, se originaron también en explosiones de supernova o hipernova. Estos sistemas están situados actualmente en regiones del halo o disco grueso de la Galaxia pero probablemente se originaron en el disco fino de la Galaxia y han sido propulsados lejos de su región de formación como consecuencia de estas explosiones.

Finalmente, este estudio nos ha permitido establecer, de forma preliminar, una relación entre las masas de los objetos compactos y las masas de sus estrellas progenitoras.

# NON-RADIAL PULSATIONS IN BE STARS. PREPARATION OF THE COROT SPACE MISSION

Juan Gutiérrez-Soto

juan.gutierrez-soto@uv.es

Tesis doctoral dirigida por Juan Fabregat Centro: Observatori Astrònomic. Universitat de Valencia Fecha de lectura: 15 de diciembre de 2006

Las estrellas Be son estrellas de tipo B que muestran emisión en las líneas de Balmer debido a la presencia de una envoltura circunestelar. Los mecanismos que producen este disco no son todavía bien conocidos, siendo los más probables la combinación de la alta velocidad de rotación (90 % de la velocidad crítica) y la presencia de modos de pulsación no radiales y/o campos magnéticos.

La misión COROT (COnvección, ROtación y Tránsitos planetarios), lanzada con éxito el 27 de Diciembre de 2006, obtendrá fotometría de muy alta precisión (hasta 1 ppm en los campos de asterosismología y hasta  $10^{-4}$  en los campos de exoplanetas) y de muy larga duración (hasta 150 días). El análisis de sus datos nos permitirá mejorar cualitativamente el conocimiento de las propiedades pulsacionales de las estrellas Be y su relación con los *outbursts* observados.

El objetivo de esta tesis es la preparación y el estudio de una muestra de estrellas Be que serán observadas por COROT. Con este fin hemos realizado un análisis fotométrico de todas las estrellas Be que se encuentran en los campos de asterosismología de COROT con magnitudes entre 5.4 y 9.5, basándonos en observaciones realizadas por nosotros mismos en el Observatorio de Sierra Nevada con el fotómetro instalado en el telescopio de 90 cm y extraidas de grandes proyectos fotométricos (HIPPARCOS y ASAS-3). Hemos detectado 4 estrellas Be multiperiódicas, 20 monoperiódicas y 27 no variables. La posición de las estrellas estudiadas en el diagrama HR sugiere que las estrellas Be son las contrapartidas de alta velocidad de rotación de las estrellas pulsantes  $\beta$  Cephei y SPB (Slowly Pulsating B stars).

En el estudio de esta muestra fotométrica se han observado dos estrellas Be (NW Ser y V1446 Aql) cuyas curvas de luz presentan un cambio de amplitud en cuestión de días. Esto es indicativo de multiperiodicidad. Se ha realizado un análisis espectral, detectando cuatro frecuencias en cada estrella que han sido modelizadas y asociadas a modos de pulsación no radiales. Además, NW Ser es una candidata a pulsador híbrido de  $\beta$  Cephei y

#### SPB.

Asímismo, hemos realizado un análisis espectroscópico de la estrella NW Ser con el fin de estudiar la variación del perfil de líneas y así poder identificar con más precisión los modos de pulsación de esta estrella Be. Se ha detectado claramente la frecuencia 1.35 c/d que hemos asociado a un modo con grado  $\ell = 2$  ó 3 y un orden azimutal m = -2 $\delta - 3$  (ver Figura 1).



Figura 1 — En estas dos gráficas mostramos el movimiento de las regiones de la estrella que se acercan o alejan de nosotros debido a la pulsación, a lo largo del tiempo (eje Y, en fase con la frecuencia 1.35 c/d y de la longitud de onda (eje X, centrada en la línea HeI 4387). La figura de la izquierda representa las observaciones y la de la derecha el modelo para un modo con  $\ell = 3$  y m = -3.

Además de las estrellas Be brillantes que serán monitorizadas en los campos de asterosismología, COROT también observará estrellas Be débiles

(magnitudes entre 12 y 16) en los campos de exoplanetas. Sin embargo, no se conocen estrellas Be débiles en esos campos y por tanto un trabajo preliminar de identificación es necesario. Con este fin, hemos desarrollado una técnica fotométrica que se basa en la utilización de dos filtros estrechos centrados en H $\alpha$  y en los filtros Strömgren. Las observaciones se han realizado en el telescopio INT con la cámara WFC durante Agosto y Diciembre 2005. Hemos desarrollado una pipeline para la reducción de los datos que nos permite obtener resultados de una forma rápida y casi automática. De esta forma, hemos detectado 43 estrellas Be en los dos primeros campos de exoplanetas que serán observados por COROT.

Por último, hemos analizado las propiedades pulsacionales de una muestra de estrellas Be en la Nube Pequeña de Magallanes. En este trabajo presentamos la primera detección de multiperiodicidad en estrellas Be no binarias fuera de la Galaxia. Estos resultados prueban claramente que las estrellas Be en la Nube Pequeña de Magallanes son pulsadores no radiales. Sin embargo, pulsaciones en estrellas masivas de tipo espectral B en regiones de baja metalicidad no son predichas por los modelos estelares actuales basados en las opacidades comunmente aceptadas. Por tanto, nuestro estudio apunta hacia la necesidad de nuevos modelos o de una mejor determinación de opacidades.

# HOST GALAXIES AND ENVIRONMENTS OF COMPACT EXTRAGALACTIC RADIO SOURCES

# Álvaro Labiano Ortega

Tesis doctoral dirigida por Prof. Dr. P.D. Barthel (U. Groningen), Dr. C.P. O'Dea (STScI, RIT), Dr. R.V. Vermeulen (ASTRON)

piedades.

**Centro:** Universidad de Groningen, Países Bajos; Space Telescope Science Institute (EEUU) Fecha de lectura: 24 de febrero de 2006

Esta tesis estudia la relación entre los núcleos galácticos activos y su relación con la galaxia anfitriona, combinando espectrometría y fotometría en ultravioleta, óptico y radio frecuencias, así como estudios morfológicos de fuentes de radio jóvenes (GHz Peaked Spectrum, GPS y Compact Steep Spectrum, CSS) y de sus galaxias anfitrionas.

Las fuentes GPS y CSS son compactas (< 1 kpc las GPS, < 15 kpc las CSS) pero muy potentes  $(\log P_{1,4} > 25 \text{ W HZ}^{-1})$ . Su espectro en radio suele ser bastante simple y presenta un pico alrededor de 1 GHz (GPS) o 100 MHz (CSS). Los últimos estudios indican que estas fuentes son las progenilabiano@damir.iem.csic.es

toras de las fuentes de radio de gran tamaño (tipo

Fanaroff-Riely, FR), aunque los modelos de evolución presentan problemas y se desconoce la rela-

ción entre las propiedades de la fuente de radio y

Debido a su pequeño tamaño y su alta emisión en

radio, las fuentes GPS y CSS son excelentes sondas

de las regiones internas de sus galaxias anfitrionas.

Más aún, su corta edad permite compararlas con

fuentes viejas de mayor tamaño y estudiar la evo-

lución temporal de la relación entre la fuente de

radio y la galaxia anfitriona, así como de sus pro-

las de la galaxia anftriona.

Mediados los 90, se empezaba a intuir que la expansión de la fuente de radio tenía que afectar a su anfitriona mediante interacciones. Los primeros estudios sobre interacción se centraron en el gas ionizado. Se vio que el gas estaba alineado con la fuente de radio y que esta controlaba la cinemática de dicho gas. Esta tesis utiliza espectroscopía de rendija larga con el espectrografo STIS del Telescopio Espacial Hubble (HST) para estudiar los mecanismos de ionización del gas en galaxias con fuentes CSS. Mediante diagramas de diagnóstico y modelos de ionización, se ve que todas las fuentes estudiadas presentan, en mayor o menor medida, ionización debida a las ondas de choque producidas por la interacción entre la fuente radio en expansión y el medio circundante.

Se ha visto que las galaxias anfitrionas de fuentes de radio suelen presentar altas concentraciones de gas en las regiones centrales. En 2003, estudios de interferometría baja resolución encontraron que aproximadamente el 50% de las fuentes GPS y CSS presentaban la línea de absorción de hidrógeno atómico (HI) a 21 cm, en lugar del 10% esperado para galaxias elípticas. Además, las fuentes GPS presentaban columnas de densidad mayores que las fuentes CSS. Esta tesis utiliza la red europea de interferometría de larga base (EVN) para obtener mapas de alta resolución espacial y espectroscopía de fuentes GPS y CSS. Las fuentes estudiadas presentan absorción HI en los lóbulos de radio más cercanos al núcleo de la fuente y más brillantes, estos lóbulos no están polarizados y están asociados al gas ionizado de la galaxia anfitriona. Consistente todo ello con la presencia de iteracción entre la fuente de radio y su galaxia anfitriona.

Diversos estudios parecen indicar que el fenómeno AGN y los estallidos de formación estelar, starbursts, pueden estan relacionados: los procesos interacción y de fusión de galaxias pueden activar AGN en sus núcleos; simulaciones numéricas y diversos modelos predicen que la expansión de chorros (*jets*) a través de una galaxia puede activar formación estelar; estudios en el ultravioleta han visto que las fuentes de radio de mayor tamaño presentan rastros de formación estelar alrededor de la época en la que se activó el AGN. Al ser las fuentes GPS y CSS las progenitoras de las anteriores, cabe esperar que exhiban formación estelar reciente.

Esta tesis presenta el primer estudio de la emisión en ultravioleta cercano de galaxias anfitriones de fuentes GPS y CSS, en busca de episodios de formación estelar reciente. Mediante fotometría ultravioleta con la Advanced Camera for Surveys (ACS), a bordo del HST, estudia la morfología y propiedades de dichas fuentes en el ultravioleta cercano. Comparando con muestras de fuentes de radio de mayor tamaño y con modelos de síntesis de poblaciones estelares, se ve que tanto las fuentes GPS como las CSS presentan episodios de formación estelar reciente. En las primeras, esta formación estelar no está relacionada directamente con la fuente de radio y podría ser debida al mismo fenómeno que dió lugar al AGN. En las fuentes CSS, las regiones de formación estelar reciente parecen estar asociadas a los chorros de la fuente de radio.

Resumiendo, todos los capítulos de la tesis encuentran fuertes evidencias de interacción entre la fuente de radio y la galaxia anfitrona. Más aún, tanto la fuente de radio como la galaxia anfitriona pueden afectar significativamente la evolución de la otra. Dependiendo del contenido, distribución y densidad del gas en la galaxia anfitrona, la fuente de radio se apagará, se expandirá y crecerá hasta convertirse en una fuente FR, o permanecerá confinada en el interior de su anfitriona. La influencia de la fuente de radio sobre su anfitriona es mucho más directa y ocurre durante la expansión de esta en el interior de la anfitriona: la fuente de radio afectará a la cinemática e ionización del gas ionizado, y puede llegar a cambiar la historia de formación estelar de su galaxia anfitriona.

Tesis disponible on-line: http://irs.ub.rug.nl/ppn/29144461X

# AN OBSERVATIONAL AND THEORETICAL STUDY OF THE POTENTIAL INSTABILITY OF O-TYPE HOT SUBDWARF STARS

#### Cristina Rodríguez López

Tesis doctoral dirigida por Ana Ulla Miguel y Rafael Garrido Haba Centro: Universidad de Vigo e Instituto de Astrofísica de Andalucía-CSIC Fecha de lectura: 5 de marzo de 2007 cristina@iaa.es

Las estrellas subenanas calientes de tipo O, también llamadas estrellas sdO, son objetos azules subluminosos considerados la conexión evolutiva entre las etapas de rama asintótica de gigantes y rama horizontal extendida, con la fase de enana blanca, el último estadio en la evolución de una estrella de baja masa.

Dado que aún persisten grandes incógnitas sobre sus orígenes y destino, estos podrían ser esclarecidos si las sdOs fuesen estrellas pulsantes. La propagación de ondas en el interior estelar puede provocar cambios en la temperatura superficial, que se traducen en cambios periódicos en el brillo de la estrella. Ya que los modos de oscilación están íntimamente relacionados con la estructura interna, se podría conocer la distribución de los parámetros físicos en el interior de la estrella y así poner a prueba las teorías de evolución estelar.

Teniendo en cuenta el descubrimiento previo de oscilaciones en objetos relacionados evolutivamente, como las subenanas calientes de tipo B (sdB) y las estrellas GW Virginis, nuestro objetivo fue la búsqueda de pulsaciones en estrellas sdO desde un punto de vista observacional y teórico.

Así, realizamos una búsqueda fotométrica de sdOs pulsantes usando fotometría rápida CCD en estrellas de los hemisferios norte y sur. Se observaron un total de 56 sdOs, cuyo resultado fue el descubrimiento de dos candidatas pulsantes muy probables (Figura 1). Debido a la baja amplitud de oscilación detectada, los objetos serán observados de nuevo para confirmar las oscilaciones fuera de toda duda.

Desde el punto de vista teórico, exploramos la posibilidad de excitar pulsaciones en modelos de equilibrio teóricos de sdOs. La estabilidad de los modelos se determinó con un código no adiabático de oscilaciones. Analizamos 27 modelos de equilibrio de sdOs pertenecientes a 16 secuencias evolutivas diferentes, y descubrimos el primer modelo de equilibrio de una sdO capaz de excitar modos-g de alto orden radial debido a la presencia de un clásico mecanismo  $\kappa$  causado por las zonas de ionización parcial o bien de los elementos pesados, o bien del C/O en la envoltura de la estrella (Figura 2).

Además damos la primera interpretación preliminar del espectro de frecuencias encontrado para la primera sdO pulsante descubierta en 2006 por un grupo de astrónomos sudafricanos: proponemos el mecanismo  $\kappa$  causado por la zona de ionización parcial de los elementos pesados, y un mecanismo de selección de modos excitados causado por el atrapamiento de modos debido a las discontinuidades de la frecuencia de Brunt-Väisälä en las transiciones carbono-oxígeno/helio y helio/hidrógeno.



Figura 1 — Curva de luz y espectro de amplitudes de uno de los objetos candidatos a pulsantes. Las líneas horizontales en el espectro de amplitudes representan 3 (...) y 4 (-.-) veces el nivel de ruido,  $\sigma$ , calculado como la media de las amplitudes en todo el rango de frecuencias. Una señal será significativa cuando supere el nivel de  $4\sigma$ .



Figura 2 — Ritmo de crecimiento o growth rate vs. frecuencia de un modelo inestable para modos l=1, 2, 3. Valores positivos del growth rate indican inestabilidad. Las líneas verticales delimitan las zonas encontradas inestables. Dichas zonas se corresponden con modos-g de alto orden radial, y en este caso la inestabilidad está causada por el incremento de la opacidad asociado con la zona de metales pesados.