Boletín

SEA Sociedad Española de Astronomía

ISSN 1575-3476
Depósito legal M-18326-1999
Volumen 1, Número 4, julio 2000

Contenidos

Editorial ..... **i**

Actualización de las páginas web de la SEA ..... **ii**
La comisión de información

IV Reunión Científica de la SEA ..... **ii**
Javier Gorgas García

El Planetario de Madrid ..... **iii**
Asunción Sánchez Justel

El Telescopio Nazionale Galileo (TNG) ..... **iv**
Gelys Trancho Lemes

La misión *XMM–Newton* ..... **vii**
María de Santos Lleó

Enanas blancas y estrellas de neutrones **1**
Ramon Canal Masgoret
Jordi Isern Vilaboy

Nebulosas planetarias: estado actual y futuro **5**
Arturo Manchado Torres

Tesis doctorales ..... **x**

Surface Inhomogeneities and Semi-Empirical Modeling of Metal-Poor Stellar Atmospheres x
Carlos Allende Prieto

Modelos relativistas tridimensionales de chorros astrofísicos. Chorros extragalácticos y erupciones de rayos gamma xi
Miguel A. Aloy Torás

INTEGRAL Field Spectroscopy at the WHT of M 31, M 32 and NGC 1068: Kinematics and Stellar Populations xii
Carlos del Burgo Díaz

Cinemática y poblaciones estelares en galaxias compactas azules xiii
Armando Gil de Paz

Radioemisión de supernovas y astrometría de alta precisión xiv
Miguel Ángel Pérez Torres

Formación y evolución de nebulosas protoplanetarias: el caso de OH 231.8+4.2 xv
Carmen Sánchez Contreras

Periodismo científico: la Astronomía en titulares de prensa xvi
Carmen Del Puerto Varela

Reseñas de libros ..... **xvii**

Seres y estrellas xvii
Xavier Luri Carrascoso

La Construcción de los Cielos: Historias del Universo xvii
Benjamín Montesinos Comino

Comité Editorial

Agustín Sánchez-Lavega (Coordinador)
wupsalaa@bicc00.bi.ehu.es
Antonio Alberdi Odriozola
antxon@iaa.es
Fernando Moreno Insertis
fmi@ll.iac.es
Rafael Rebolo López
rrl@ll.iac.es
Jordi Torra Roca
jordi@am.ub.es
Jaime Zamorano Calvo
jaz@astrax.fis.ucm.es

Editores

Benjamín Montesinos
bmm@laeff.esa.es

Javier Gorgas
fjg@astrax.fis.ucm.es

Xavier Luri
xluri@am.ub.es

Ignasi Ribas
iribas@am.ub.es

Sociedad Española de Astronomía
http://sea.am.ub.es
Comisión de Información
cinfo@sea.am.ub.es

Editorial

Alcanzamos con este número los seis años de vida del Boletín. El primer número apareció en el verano de 1994, un par de meses antes de la celebración de la I Reunión Científica en Alicante, y éste llega a vuestras manos cuando estamos a las puertas de reunirnos ya por cuarta vez, en esta ocasión en Santiago de Compostela. Los que habeis tenido la suerte de asistir a los congresos organizados por la SEA en Alicante, San Sebastián y La Laguna, habreis comprobado que, afortunadamente, el número de participantes y presentaciones ha ido creciendo en cada ocasión. Este foro, ideado para que todos los astrónomos españoles se encuentren, se conozcan mejor y discutan *in situ*, es una de las mejores iniciativas que las diferentes Juntas Directivas y la Comisión Científica se han encargado de potenciar. Parece que la reunión de Santiago va a sobrepasar todas las expectativas; Javier Gorgas, miembro de esa comisión, nos da en este Boletín algunos apuntes sobre la última hora de la IV Reunión Científica.

En este número mantenemos nuestros contenidos habituales, con dos artículos de revisión que se centran esta vez en dos tipos de objetos que son el resultado de distintas fases de la evolución estelar. Por un lado Arturo Manchado nos da una amplia descripción del mundo de las nebulosas planetarias y por otro Jordi Isern y Ramón Canal nos describen la física y propiedades de las enanas blancas y las estrellas de neutrones. Damos información acerca del estatus de la misión *XMM–Newton* así como del *Telescopio Nazionale Galileo* (TNG), dos nuevas plataformas abiertas a la comunidad de astrónomos en los últimos meses. Los resúmenes de las tesis doctorales, información sobre los contenidos de la página *web* de la SEA y las reseñas de dos libros relacionados con la Astronomía completan los contenidos de este número.

Con un artículo sobre el Planetario de Madrid comenzamos una sección dedicada a las instituciones que, desde el punto de vista de la divulgación, hacen llegar la Astronomía al público en general. Creemos que es importante dar eco a las iniciativas que en este sentido se realizan desde los planetarios, museos de la ciencia y centros astronómicos.

Es obvio que la creación del nuevo Ministerio de Ciencia y Tecnología y el trasvase de algunas de las competencias y entidades, entre ellas el CSIC, desde el MEC al nuevo ministerio, son los hechos que, desde el punto de vista político y organizativo, están afectando más a los científicos en general y a los astrónomos en particular. Parece que el cambio está siendo más traumático de lo que todos desearíamos y esto está provocando el retraso en las convocatorias de proyectos, becas y ayudas, con el consiguiente trastorno y agobio para los investigadores. Confiemos en que la situación se normalice y clarifique en las próximas semanas. De nada nos valdrá que la Astronomía sea área prioritaria o que exista un Plan Nacional de Investigación del Espacio si no hay unas estructuras flexibles y claras y si las convocatorias no tienen periodicidades estrictas y conocidas. Confiemos tambien que problemas acuciantes como la escasez de plazas y contratos, y un mejor tratamiento a la situación de los becarios de investigación, sean puntos importantes en la agenda de los responsables del nuevo ministerio.

Los editores

Actualización de las páginas web de la SEA

A lo largo del primer semestre de este año se han realizado diversas mejoras en el servidor de la SEA y en particular en sus páginas web. En primer lugar, se ha añadido un nuevo disco al servidor, que era absolutamente imprescindible puesto que los 3GB de que se disponía estaban completamente ocupados por los ficheros de sistema, ftp anónimo, área de administración, páginas web y listas de correo. El disco añadido tiene una capacidad de 10GB, con lo que esperamos que los problemas de espacio queden solucionados por un tiempo.

Después de esta mejora se procedió a cambiar el *software* del servidor web, sustituyendo una versión bastante vieja de *Apache* por la más reciente. Aunque este cambio no se note demasiado a primera vista, supone una mejora sustancial del rendimiento del servidor y de las posibilidades de configuración.

También se ha cambiado un poco la apariencia de las páginas web, dándoles un diseño más moderno. Se ha reestructurado su contenido para facilitar el acceso a la información y actualizar algunas páginas obsoletas. Una novedad importante es la disponibilidad en versión electrónica de los números anteriores del boletín. Podeis encontrar estos números en formato PostScript y HTML (legible directamente a través del navegador) en

`http://sea.am.ub.es/Boletin/Boletin.html`.

Finalmente, nos gustaría recordar que vuestras sugerencias o contribuciones al servidor de la SEA son bienvenidas. En particular:

- Se pueden crear a petición vuestra listas de correo electrónico (como las ya exitentes `noticias` y `discusion`) sobre temas de interés.
- Podeis aportar ficheros (imágenes, programas, textos) para ponerlos a disposición del público a través del FTP anónimo.
- Si encontrais información obsoleta en las páginas de la SEA, hacednoslo saber por favor.

La comisión de información

IV Reunión Científica de la SEA

Siguiendo con la tradición de organizar cada dos años un congreso científico, la SEA celebrará su IV Reunión Científica en Santiago de Compostela entre los días 11 y 14 del próximo mes de septiembre. El esquema de la Reunión será similar al de la III Reunión celebrada en La Laguna, es decir, habrá un pequeño número de conferencias invitadas sobre temas de impacto de los últimos años, y el resto serán contribuciones orales y posters solicitados por los asistentes. Como también viene siendo habitual, una tarde de la Reunión (en concreto la del día 13) se dedicará a celebrar la VIII Asamblea ordinaria de la Sociedad.

El anuncio de esta Reunión ha tenido una gran acogida, habiéndose recibido casi 180 inscripciones y 102 solicitudes para presentar comunicaciones orales. Si comparamos estos números con los del congreso de La Laguna (109 inscripciones y 73 comunicaciones orales) podemos comprobar como la Reunión bianual está ganando muy rápidamente una gran aceptación. Gran parte de la culpa la tiene, sin duda, el éxito que se obtuvo en dicha III Reunión, donde se dió un gran salto cualitativo en cuanto a participación y repercusión respecto a las primeras reuniones científicas. Es importante destacar que un gran porcentaje de los inscritos corresponde a astrónomos (juniors y seniors) que no asistieron a las Reuniones anteriores. Esto implica que se va a ampliar el abanico de los temas a tratar en las diferentes sesiones, consolidándose la tendencia a que la Reunión de una idea, cada vez más cercana, del estado de la investigación astrofísica en España.

La intención del comité organizador ha sido siempre dar cabida a todos los astrónomos que quieran presentar sus resultados científicos. De esta manera, para programar el gran número de comunicaciones solicitadas en esta ocasión, se realizarán algunas sesiones paralelas. Por otra parte, las conferencias invitadas estarán a cargo de J. Barnes (modelos dinámicos de interacción de galaxias), M. Begelman (agujeros negros y discos de acrecimiento), R. Jiménez (galaxias a alto *redshift* y parámetros cosmológicos), H. McAlister (técnicas interferométricas), B. Ruiz Cobo (técnicas de inversión de líneas espectrales) y P. Ruiz Lapuente (supernovas Ia y sus implicaciones cosmológicas).

Dado el incremento en la participación, la organización de la Reunión está siendo cada vez más complicada. Los comités organizadores científico, coordinado por Rosa Domínguez (UAM), y local, coordinado por José Angel Docobo (Universidad de Santiago), llevan casi un año trabajando para garantizar el éxito de la Reunión y, al menos, repetir los logros alcanzados en La Laguna. Sin duda, los encantos de Santiago (culturales y, por qué no, gastronómicos) serán importantes para conseguir dicho fin. Esperamos que, de esta forma, las reuniones científicas se consoliden como el principal punto de encuentro y escaparate de nuestra Sociedad.

Javier Gorgas García `fjg@astrax.fis.ucm.es`

El Planetario de Madrid

El 29 de septiembre de 1986, SS.MM. los Reyes inauguraron el Planetario de Madrid, un centro cultural dependiente de la Concejalía de Cultura del Ayuntamiento de Madrid, cuyo principal objetivo es la divulgación de la Astronomía y Astrofísica, pretendiendo devolver al visitante la interrelación perdida con el Cosmos, potenciándola mediante una información actualizada y rigurosa, a través de programas y exposiciones y otras actividades, en las que se conjuga lo espectacular con lo lúdico. Desde su inauguración ha sido visitado por más de tres millones de personas de todas la edades, lo que nos permite pensar que su influjo en la divulgación de esta rama de la ciencia ha impulsado aficiones y quizá vocaciones por la Astrofísica.

La Cúpula o sala de Proyección, de 17.5 m de diámetro, con 250 butacas y núcleo principal de la actividad del Centro, está dotada de un moderno y completo conjunto de medios audiovisuales. En su centro se sitúa el planetario óptico, que proyecta hasta 9 000 estrellas sobre la gran pantalla semiesférica, distinguiéndose hasta las de magnitud 6.5, produciendo el efecto de un cielo muy real. Un conjunto adicional de unos 100 proyectores de diapositivas y de efectos especiales y un sistema de vídeo, formado por tres proyectores y seis fuentes de alta calidad, permite llenar la cúpula de imágenes panorámicas hemisféricas y en movimiento, que sincronizadas con un equipo de sonido de 6000 vatios producen efectos espectaculares. Este equipamiento posibilita al equipo técnico del Planetario de Madrid crear y producir programas audiovisuales, mediante los cuales el visitante se sumerge en la aventura de conocer el Universo, desde los entornos más cercanos hasta los más remotos confines, y acercarse a otros mundos y a otras épocas.

Desde su inauguración se han ofrecido 27 programas, 24 de producción propia y 3 fruto de colaboraciones con otros centros, que han tratado temas tan variados como el firmamento nocturno y sus constelaciones, las Astronomías antiguas, el Sistema Solar, los eclipses, la evolución estelar, la Vía Láctea, el origen y evolución del Universo, la búsqueda de vida extraterrestre, el planeta Tierra con toda su complejidad, etc.

Todas las mañanas laborables del curso académico, el Planetario de Madrid ofrece sesiones especiales para escolares. En función del nivel educativo se puede optar entre una oferta de cinco programas distintos. El resto de las sesiones (tardes, fines de semana, festivos y períodos vacacionales) están dirigidas al público en general. El Planetario posee además amplias zonas expositivas, para las cuales el equipo del Centro ha producido un número considerable de exposiciones. En estos momentos puede verse en la Sala de Astrónomos "El Color del Universo" que, de un modo interactivo, explica qué son la luz y las ondas electromagnéticas, y cómo éstas son portadoras de la información que nos llega del Universo.

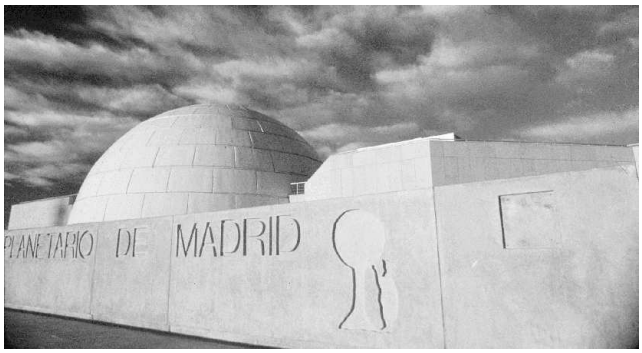


Fig. 1. Vista del Planetario de Madrid

Especial aceptación tienen entre el público las actividades que se programan anualmente. El Curso de Introducción a la Astronomía y la Astrofísica, en la primavera, consta de ocho sesiones de dos horas, y en él se utiliza todo el potencial pedagógico del Planetario; es impartido por personal del Centro y por astrofísicos, miembros de la SEA, colaboradores habituales del Planetario. Existe una gran demanda de inscripciones a este curso, que es además muy altamente valorado por los asistentes. La jornada de observación con telescopios, organizada en verano con la colaboración de la Agrupación Astronómica de Madrid, es un evento muy popular en nuestra ciudad que normalmente congrega a miles de personas. Las conferencias programadas en el Planetario de Madrid, dentro del Ciclo de Otoño o en otras fechas del año, han permitido que numerosos investigadores, de renombrado prestigio y de diferentes especialidades científicas, hayan transmitido directamente al público, y de un modo asequible, los resultados de sus trabajos. Debemos resaltar que muchos de estos conferenciantes son miembros de la SEA.

Actualmente, y de cara al próximo otoño, estamos trabajando en dos proyectos que consideramos de gran interés: un nuevo programa titulado "Eureka" y una exposición sobre el origen del hombre. En la historia de la ciencia en general y de la Astronomía ha habido grandes aciertos pero también grandes equivocaciones. En el programa "Eureka" hablaremos de algunas de estas equivocaciones, explicando que de su estudio se han obtenido avances tan grandes como de los aciertos. De muchas de ellas han surgido las concepciones científicas actuales. La Tierra es el único planeta del que tenemos la seguridad de que alberga vida inteligente, por ello consideramos de gran interés explicar mediante una exposición, de un modo sencillo y directo, las distintas ramificaciones que componen el árbol de la evolución humana.

Desde nuestros comienzos, en el Planetario de Madrid, hemos dado mucha importancia a nuestro objetivo de trasladar los conocimientos de los investigadores al público. Por ello pensamos que la colaboración de la SEA siempre proporcionará una gran ayuda al desarrollo de nuestra labor divulgativa. Nuestra pagina Web es `http://www.planetmad.es`, ahí podeis encontrar toda la información acerca de nuestras actividades.

Asunción Sánchez Justel
`Asuncion.Sanchez@planetmad.es`

El Telescopio Nazionale Galileo (TNG)

En 1982 el Consejo para la Investigación Astronómica (CRA) italiano, presidido por el Ministerio de la Universidad y de la Investigación Científica y Tecnológica, confió al Observatorio de Padua la construcción de un telescopio de 3.5 m con el objetivo de obtener imágenes de alta definición en el visible e infrarrojo cercano, dotado de las mejores características ópticas y de las soluciones de ingenería e informática más avanzadas. Como consecuencia de ello, se adoptaron los nuevos principios de óptica activa ya experimentados con éxito en el *New Technology Telescope* (NTT) de la ESO. Nace de este modo el *Telescopio Nazionale Galileo* (TNG), que representa la mayor empresa astronómica nacional italiana de los últimos decenios (ver Fig. 1).

El TNG está equipado con tres espejos de cerámica vidriosa denominada *Zerodur*. El espejo primario M1, el secundario M2 y el terciario M3, definen una óptica de tipo Ritchey-Chrétien de apertura numérica f/11 (focal 38 500 mm), sumamente esférica, que suministra imágenes de calidad sobre un campo de más de 25 minutos de arco. El espejo principal constituye el elemento de mayor novedad, no sólo por su forma de menisco, sino, sobre todo, por su reducido espesor, tan sólo 24 cm para un diámetro de 3.58 m. Este reducido espesor, que proporciona ligereza al espejo, no permite sin embargo mantener la forma del mismo durante los movimientos del telescopio, lo que hace necesario introducir una corrección controlada activamente actuando sobre el espejo mediante 78 soportes axiales y 24 laterales que suministran las fuerzas necesarias para mantener en todo momento la curvatura óptima del espejo para obtener siempre imágenes de excelente calidad. Las posteriores posibilidades de movimiento y alineación de M2 y M3 completan el concepto de óptica activa.

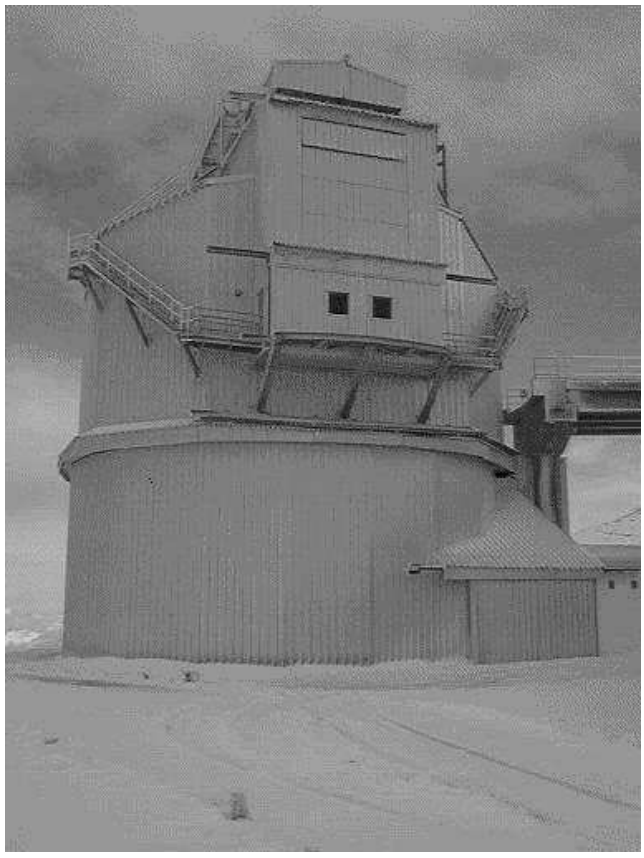


Fig. 1. Imagen del TNG

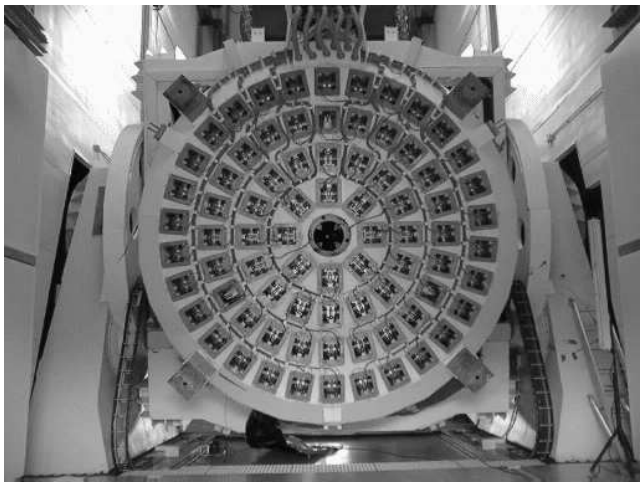


Fig. 2. Conjunto de actuadores que operan sobre el espejo primario y forman la óptica activa.

El frente de onda es analizado por un dispositivo denominado Shack-Hartmann, con una matemática que expresa las aberraciones del frente de onda mediante cierto número de términos de una oportuna expansión polinomial (los polinomios de Zernike). Podemos afirmar que con la óptica activa (ver Fig. 2) el astrónomo tiene en todo momento la posibilidad de minimizar las aberraciones clásicas de los telescopios, es decir, esférica, coma, astigmatismo, centrado y enfoque. En estas condiciones son muy importantes las calidades ópticas de los espejos para eliminar la luz difundida de defectos zonales y de pequeña escala.

El último paso es la eliminación de la distorsión debida a la turbulencia de la atmósfera mediante la denominada óptica adaptativa, es decir, con una serie de dispositivos entre los que se encuentran pequeños espejos deformables de alta frecuencia. La combinación de la óptica activa junto con la óptica adaptativa proporcionará unas prestaciones comparables a las del *HST*, al menos en la banda del infrarrojo cercano.

La estructura mecánica tiene que tener toda la calidad necesaria para aprovechar de la mejor manera posible una óptica tan excepcional. Las dimensiones y el peso han condicionado la elección de la montura, que es altacimutal, en lugar de ecuatorial, elaborando unas especificaciones innovadoras en los puntos en que el TNG se diferencia del NTT.

La montura altacimutal necesita ser movida exactamente sobre los tres ejes, es decir, el acimutal, el de elevación y el de campo de visión. La velocidad de los mismos varía a cada instante y tiene que ser controlada con elevada precisión. El sofisticado sistema de control del movimiento del telescopio es de tipo digital, con uso

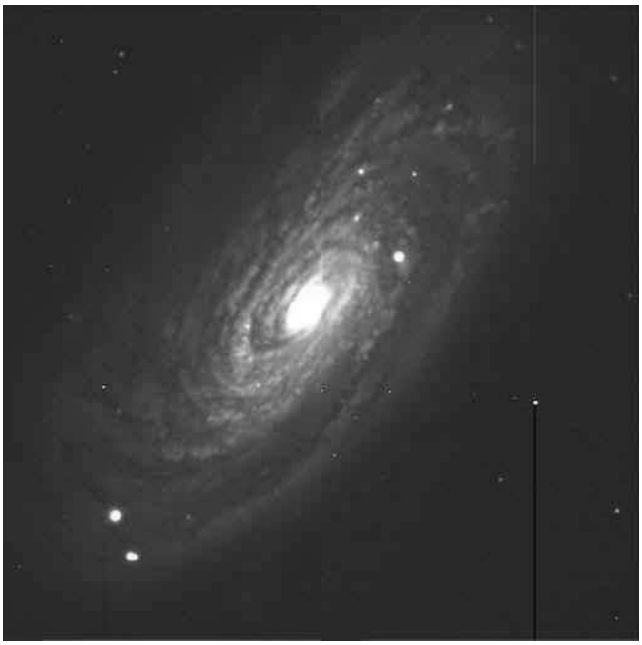


Fig. 3. Imagen de la SN 1999cl en NGC 4501, realizada con los filtros B, V, R de la cámara OIG; *seeing* $\sim 0.8''$.

de *encoders* de altísima resolución y de motores de tipo *Brushless*.

En un sistema tan complejo, la importancia de controladores es fundamental: una red de microprocesadores en Estándar VME realiza la distribución de la "inteligencia" en el telescopio, para dedicar a cada función específica los recursos locales adecuados de cálculo y de decisión. Finalmente, unas ocho estaciones de trabajo permiten al operador de telescopio y al astrónomo comunicar con el sistema de control y mantener todo bajo una correcta operación.

El TNG esta situado en el Roque de los Muchachos, en la isla de La Palma, a unos 2400 m de altura, uno de los emplazamientos mejores del hemisferio boreal por el número de noches despejadas y la bajísima turbulencia atmosférica. El edificio exterior, de 27 m de altura, es muy diferente de la tradicional cúpula hemisférica. Tiene forma octogonal con elementos sin curvas en la medida de lo posible, para simplificar su construcción. Es además giratorio junto con el telescopio, sobre un sistema de carros apoyados en un riel de 9.2 m de diámetro colocado sobre un anillo de cemento armado que rodea al pilar central. El local que alberga el telescopio y las salas adyacentes, que albergan los focos Nasmyth, están equipados con una refinada instalación de aire acondicionado mediante circulación de aire y de agua al glicol que las mantiene todo el día a un grado menos que la temperatura mínima de la noche anterior. Para neutralizar la rotación de campo, a los focos Nasmyth les han sido aplicados los desrotadores (verdaderos bancos ópticos con un complejo equipo de espejos móviles, telecámaras de guía, captadores de Shack-Hartmann), sobre los que están montados los instrumentos que permiten la adquisición de datos.

Es interesante recapitular sobre la historia del TNG de los últimos años a partir de su llegada a La Palma:

- Entre la última parte de 1997 y la primera mitad de 1998 se ensambló toda la estructura del telescopio.
- Su primera luz fue en junio de 1998 con una pequeña camara CCD en la Nasmyth B.
- La primera luz de los instrumentos llegó en diciembre de 1998. Estos instrumentos fueron: **OIG**, **ARNICA**, y el módulo de **AdOpt** (óptica adaptativa).

En estos momentos el TNG cuenta con la siguiente instrumentación:

- OIG(Cámara de imagen óptica): Es una cámara CCD de imagen directa que opera en las longitudes de onda entre 0.32 hasta 1.1 micras. Consta en este momento de dos *chips* EEV de 2048×4096 pixel^2 cada uno, con tamaño de pixel de 0.07 arcsec y un campo de unos 5×5 minutos de arco (Fig. 3).
- ARNICA: Es una cámara DRO para imagen infrarroja, opera en las longitudes de onda desde 0.9 a 2.6 micras y está equipada con un detector Nicmos3 256×256 pixel^2. Tiene una escala en pixel de 0.41 arcsec/pixel y un campo de unos 90×90 minutos.
- AdOpt@TNG: Destacaremos el módulo de la óptica adaptativa con respecto a los otros instrumentos por ser este de mayor novedad y sofisticación. El módulo consiste en un sistema óptico totalmente de reflexión para maximizar la eficiencia en el infrarrojo; además de una ampliación de la relación focal de f/11 a f/32 obteniendo de este modo una mejora de resolución (Fig. 4).
  El sistema puede compensar la turbulencia de la atmósfera y mejorar artificialmente el *seeing*, hasta casi el valor límite teórico de la longitud de onda, es decir en 2 micras aproximadamente, mediante un espejo de *tip-tilt* rápido de 10 cm de diámetro y un espejo deformable de 8 cm con los 97 actuadores magneto-restrictivos.
  Esto es posible mediante un sensor de frente de onda bastante flexible. Aquí encontramos la primera novedad: el módulo del Galileo esta equipado además de las normales ópticas de tipo Shack-Hartmann (que dividen la luz de entrada del telescopio en unas rejillas de 8×8 o 4×4 porciones, cada una colocada individualmente en una posición de un CCD de lectura rápida), también con una de un sistema nuevo de medida del frente de onda que utiliza una pequeña pirámide de vidrio. Esta pirámide tiene un ángulo de casi 180 grados. En la práctica la luz de una estrella de referencia se posiciona ópticamente en la punta de la pirámide, la cual recibe un movimiento oscilatorio de un sistema electromagnético. Cada una de las cuatro caras de la pirámide trabaja como una doble hoja de Foucault, por lo que son registradas simultáneamente cuatro imágenes del espejo, que contienen información de cómo la atmósfera está deformando la imagen astronómica. La ventaja de esta técnica es que, a diferencia de la de Shack-Hartmann, la sensibilidad aumenta cuando

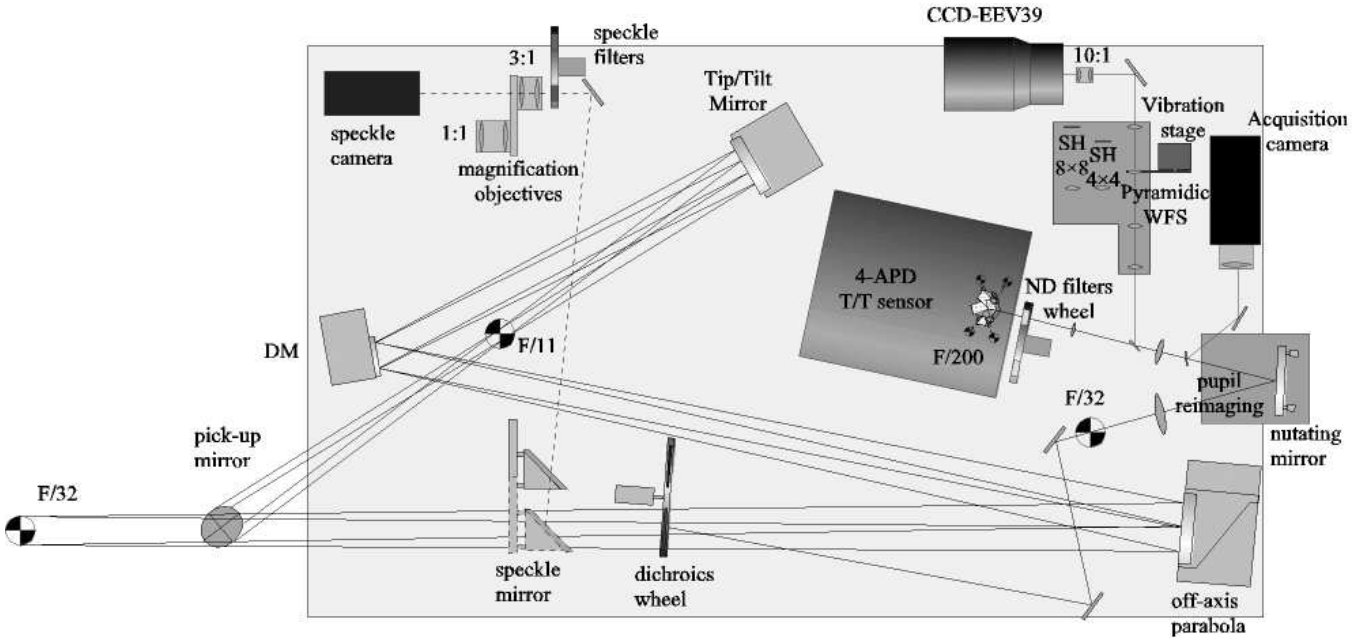


Fig. 4. Esquema del módulo de óptica adaptativa.

es puesta en acción y la imagen de la estrella observada se reduce notablemente en dimensión. Implementado en el módulo, se encuentra también una cámara Speckle que es capaz de restituir, *grosso modo*, el campo encuadrado por el telescopio. Con este sistema han sido medidos diversos meteoros y en algunos de ellos se ha comprobado que eran dobles. En el periodo de puesta en marcha del instrumento se ha realizado con éxito un experimento de tomografía de la turbulencia atmosférica. Con esta técnica es posible "seccionar" la atmósfera e individualizar las distintas capas de turbulencia atmosférica. Se ha podido demostrar que en un futuro muy próximo, sobre grandes telescopios de la clase de 8 m, será posible cumplir el sueño de un sistema de óptica adaptativa, que funcione rutinariamente sobre todo el cielo (ver el artículo en el ejemplar de *Nature* del 6 de enero de 2000).

Además de estos instrumentos, el TNG tiene previsto en los próximos meses implementar tres nuevos equipos:

- LRS: Espectrógrafo de baja resolución
- SARG: Espectrógrafo de alta resolución
- NICS: Cámara/Espectrómetro en el infrarrojo cercano, que sustituirá a ARNICA.

Durante todo el año 1998 el TNG estuvo en fase de *comissioning* tanto del telescopio como de la instrumentación. A partir de enero de 1999 este telescopio se encuentra abierto a la comunidad científica en un 60% del tiempo, reservando un 40% para las nuevos instrumentos y noches técnicas de mejora y comprobación de los sistemas.

Estamos pues ante un telescopio que posee la tecnología y los condicionamientos óptimos para constituir una herramienta útil en todo su esplendor para la Astronomía del siglo XXI.

Agradecimientos. Quisiera agradecer la ayuda prestada por R. Ragazzoni, por la parte relativa a AdOpt, a I. Arregi y A. Magazzu por sus comentarios a las versiones iniciales del manuscrito.

Gelys Trancho Lemes trancho@tng.iac.es

La misión *XMM–Newton*

El satélite *XMM* (*X-ray Multi-Mirror Mission*) es un observatorio espacial de la Agencia Espacial Europea (ESA), rebautizado como *XMM–Newton* en marzo de 2000, en honor a Sir Isaac Newton. Como su nombre indica, está destinado a la observación astronómica de la radiación X, con energías entre 0.1 y 12 nm (12 y 0.1 KeV respectivamente). Su gran ventaja con respecto al resto de misiones de rayos X es su gran área colectora, unida a su respuesta espectral. Además, *XMM–Newton* tiene un telescopio óptico y realiza observaciones simultáneas de la misma área del cielo con todos sus instrumentos, tomando imagen y espectros de rayos X junto con luz óptica o ultravioleta.

La carga científica

El satélite lleva a bordo tres telescopios de rayos X que focalizan los fotones gracias a la técnica ideada por German Wolter hace 40 años: utilizando espejos cilíndricos, ligeramente curvados a lo largo de su eje, los fotones de rayos X que inciden de forma rasante en su superficie interna, son reflejados de forma ordenada hacia un mismo punto. Los espejos de *XMM–Newton* tienen una sección parabólica primero e hiperbólica después para perfeccionar el enfoque minimizando el astigmatismo y reduciendo la distancia focal (de 30 m a 7.5 m). Además, utilizando muchos espejos semejantes anidados se consigue un área colectora muy grande (1350 cm^2 por telescopio a 1.5 keV y 600 cm^2 a 8 keV). Cada uno de los tres telescopios de *XMM–Newton* tiene 58 espejos concéntricos de niquel bañado en oro, perfectamente pulidos y con la misma distancia focal (7.5 m). La longitud de los espejos es de 0.6 m, con diámetros entre 0.3 y 0.7 m. Como resultado, se obtiene una imagen de una fuente puntual con unos $5 - 6''$ de anchura a media altura.

El *XMM–Newton* lleva a bordo dos instrumentos de rayos X: las tres cámaras EPIC (*European Photon Imaging Camera*) y los dos espectrómetros RGS (*Reflection Grating Spectrometer*), y un instrumento óptico-UV: el monitor óptico OM (*Optical Monitor*).

Las cámaras EPIC realizan imagen junto con espectroscopía no dispersiva y tienen una buena resolución temporal. Cada cámara es un mosaico de varios *chips* CCD, con tecnología convencional MOS (dos de ellas) o una nueva tecnología: pn (la tercera). Las dos cámaras MOS reciben aproximadamente el 40% del flujo de fotones X a la salida de los espejos, el resto es bloqueado por las redes de los espectrógrafos. La cámara pn recibe todo el flujo del tercero de los telescopios. Esta última es la que tiene mejor respuesta para la parte más dura del espectro X así como mejor resolución temporal. Las características de las cámaras se resumen en la tabla 1. Delante de cada cámara hay una rueda de filtros para eliminar en mayor o menor grado la luz óptica–UV o tapar las cámaras y protegerlas de la radiación, sobre todo en el paso por el perigeo de la órbita.

Los espectrógrafos RGS (*Reflection Grating Spectrometer*) son redes reflectantes con detectores CCD. Hay dos espectrógrafos en dos de los telescopios de rayos X. Con los espectrógrafos de *XMM–Newton* se utilizan por primera vez redes reflectoras de rayos X en el espacio. Cada red tiene 82 placas reflectantes de 10×20 cm^2 bañadas en oro con 600 surcos por mm. El detector, situado en el plano focal (ligeramente desviado del plano focal de las cámaras EPIC) es una tira de 9 CCDs que recoge el primer y segundo orden del espectro. Los fotones de ambos órdenes coinciden espacialmente en los detectores y para separarlos se utiliza la resolución espectral intrínseca de los CCDs. Las características del espectrógrafo se resumen en la tabla 1.

El monitor óptico es un telescopio óptico–UV de tipo Ritchey–Chrétien modificado, con una apertura de 30 cm y unos 2 m de largo. Está alineado con los telescopios de rayos X y su campo de visión es cuadrado, de $17' \times 17'$. La razón focal del espejo primario es f/2.0, modificado a f/12.7 por el secundario. La luz es dirigida hacia uno de las dos conjuntos de ruedas de filtros–detectores idénticos gracias a un espejo plano que puede ser girado. La rueda de filtros permite elegir entre seis filtros de banda ancha (U, B, V y tres filtros UV), un "filtro" de luz blanca, dos redes dispersoras (óptica, 2900–5200 Å, y UV, 1600–2900 Å) y un amplificador de campo. Los detectores son fotomultiplicadores que operan en la parte azul del espectro óptico (1600–6000 Å) y los fotones se registran en un CCD de lectura muy rápida. Los datos son procesados a bordo y comprimidos antes de ser enviados a tierra.

Expectativas científicas

Los procesos físicos capaces de generar fotones de rayos X son procesos violentos, muy energéticos y que tienen lugar en condiciones extremas, bien en zonas con densidades muy altas debidas a campos gravitatorios muy intensos, bien en ondas de choque generadas en explosiones que implican la liberación de mucha energía. En dichas condiciones, el gas se calienta hasta temperaturas de millones de grados y las partículas cargadas se mueven a velocidades muy altas. El estudio de la emisión en rayos X radiada nos ayudará a comprender fenómenos en diversas áreas de la Astrofísica, desde la Astronomía clásica hasta los estados extremos del espacio–tiempo (agujeros negros), pasando por la Cosmología. Sobre la primera, estudiaremos la radiación X de estrellas como el Sol (por qué es tan caliente la corona solar), estrellas dobles, o las etapas finales de la vida de las estrellas (cómo son las explosiones de supernova, cómo enriquecen el medio con los elementos necesarios para la vida). La Astronomía X nos ayudará también a comprender mejor la historia del Universo. Por ejemplo, del estudio del gas caliente en cúmulos de galaxias se espera cuantificar la materia oscura en dichos cúmulos; del descubrimiento de nuevas fuentes, débiles y lejanas, se espera conocer cómo era el Universo cuando era joven y cómo ha evolucionado. No menos importante es el estudio de la materia en estados extremos, como ocurre en estrellas binarias donde

Tabla 1. Resumen de las características de los instrumentos

	Banda	Campo	Resolución		
			espacial	temporal	espectral
EPIC	0.1–15 keV	$30'$	$6''$ (FWHM)	0.03 ms	60 eV
RGS	5–35 Å	$5'$		16 ms	0.025–0.04 Å
OM	1600–6000 Å	$17'$	$1''$	50 ms	5/10 Å

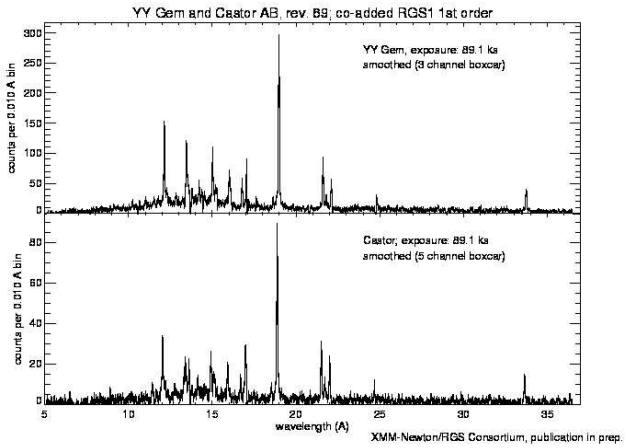


Fig. 1. Espectros en rayos X de los sistemas binarios del complejo Castor

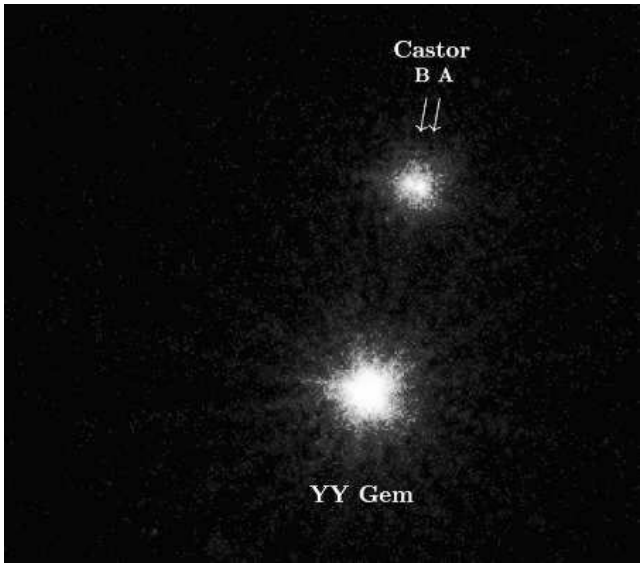


Fig. 2. Imagen en rayos X del complejo Castor

una componente es un objeto compacto, o en las regiones centrales de, al menos, algunas galaxias, donde se supone hay un agujero negro supermasivo. La Astronomía X, gracias a la gran área colectora y resolución espectral de *XMM–Newton*, podrá, quizá, dar la prueba definitiva de la existencia de agujeros negros en algunos objetos.

A punto de terminar la fase de calibración y verificación del funcionamiento de *XMM–Newton* podemos afirmar que ha mostrado su potencial en prácticamente todos los campos mencionados. La primera luz del instrumento RGS mostró un espectro de muy alta calidad de la estrella doble HR 1099. En la figuras 1 y 2 se muestran los espectros y las imágenes en rayos X de otras estrellas también activas, las que forman el complejo de Castor, un sistema múltiple formado por seis estrellas agrupadas en tres parejas: un sistema binario formado por dos enanas tipo M (YY Gem, con un periodo orbital de 19 horas y conocido por experimentar frecuentes erupciones), y dos sistemas binarios (Castor A y B, situados a $1'$ de YY Gem) con una estrella tipo A y su compañera enana, invisible en el óptico (aunque las cámaras EPIC han demostrado que emite en rayos X y es por tanto magnéticamente activa). Los espectros de YY Gem y de Castor A+B se obtienen, separados, en una sóla exposición del espectrógrafo RGS. La figura 1 muestra que son muy distintos, sugiriendo que los dos sistemas binarios tienen distintas temperaturas o abundancias diferentes. Además, gracias a la resolución temporal de los detectores, se ha medido una actividad ininterrumpida con muchas más fulguraciones de lo esperado. El estudio de este sistema está aún en marcha. Se pretende hacer un análisis del movimiento del plasma, con una resolución de 100 km/s, y estudiar la geometría de la corona a partir de los eclipses de la emisión X, detectados cada 9.5 h.

Como ejemplo del potencial de las cámaras para estudios cosmológicos se pueden mencionar las observaciones de cúmulos de galaxias ya realizadas, como la de Abell 496, que permiten medir el espectro, resuelto espacialmente, del cúmulo, y, por tanto, analizar el perfil de temperatura y densidad del mismo. Otro ejemplo es el descubrimiento, por azar, de un nuevo cúmulo de galaxias (ver figura 3). Las imágenes del remanente de supernova G21.5+09 han revelado la existencia de una fuente extensa desconocida (incluso para *ROSAT*). Gracias al espectro obtenido (también con las cámaras EPIC), se ha podido determinar su desplazamiento al rojo ($z \geq 0.17$). Por el valor de z, y por su naturaleza (es una fuente extensa), lo más probable es que sea un cúmulo de galaxias con una temperatura $kT \approx 17$ keV y altamente absorbido (por lo que no se detecta en rayos X blandos). Se han descubierto también nuevas fuentes en otros campos observados, lo que revela que *XMM–Newton* será capaz de aportar datos definitivos para comprender, por ejemplo, el origen de la radiación cósmica de fondo o para estudiar cuasares muy lejanos.

La capacidad de *XMM–Newton* para estudiar posibles agujeros negros se ha demostrado con las observa-

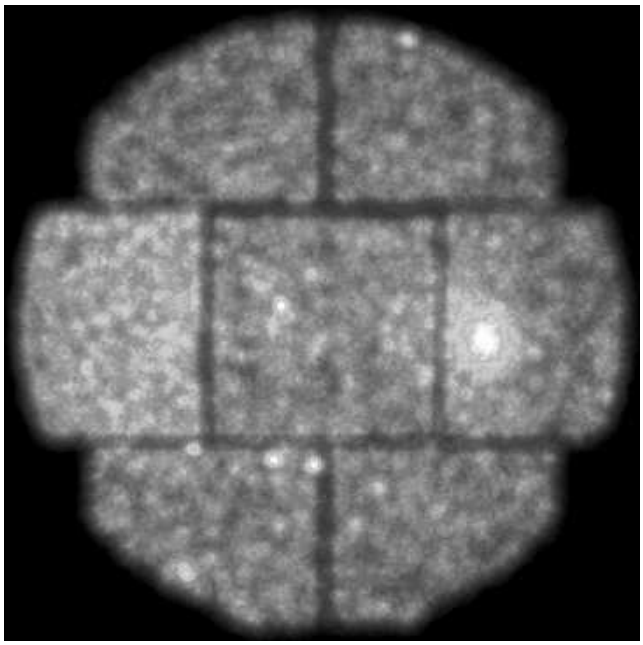


Fig. 3. Un nuevo cúmulo de galaxias a $z \geq 0.17$ descubierto con *XMM–Newton* (objeto brillante y extenso en el centro-derecha de la imagen).

ciones, por ejemplo, de un sistema binario, uno de cuyos componentes es un claro candidato a agujero negro con más de 7 $M_\odot$: LMC X-3. *XMM–Newton* lo ha observado en dos ocasiones para calibrar la resolución espacial de las cámaras y ha podido, por azar, medir un cambio dramático: un debilitamiento muy grande acompañado de un cambio espectral. No se sabe aún por qué y cómo está debilitándose. Puede ser que la temperatura del disco de acrecimiento en torno al agujero negro esté disminuyendo, o que el disco se esté haciendo ópticamente delgado, o puede que el acrecimiento se esté volviendo menos eficaz en radiar la energía. Es algo que tiene que ser determinado a partir de un análisis detallado de los datos obtenidos. Se han observado otros candidatos a agujeros negros: algunos núcleos activos de galaxias (como, por ejemplo, PKS0537-286, 3C 273, Mrk 421, Mrk 766, Mrk 205) de diferentes tipos (cuasares lejanos, blazares, galaxias Seyfert, etc.). Se espera, entre otras cosas, que el estudio del perfil de la línea de Kα de hierro en los más brillantes pueda proporcionar información sobre los efectos relativistas que deben tener lugar en las proximidades del agujero negro.

XMM–Newton ha mirado también otro tipo de objetos: galaxias con formación estelar violenta y galaxias normales, estrellas binarias con una enana blanca, remanentes de supernova, etc. Esperamos que siga observando el cielo (a partir del 1 de julio comenzó ya el programa de tiempo garantizado) y que, con la calibración ya entendida, se pueda empezar pronto a obtener los resultados científicos para los que ha sido diseñado.

María de Santos Lleó `msantos@xmm.vilspa.esa.es`

Enanas blancas y estrellas de neutrones

Ramon Canal Masgoret ramon@am.ub.es

Institut d'Estudis Espacials de Catalunya (IEEC/UB/CSIC), Barcelona

Departament d'Astronomia i Meteorologia (UB), Barcelona

Jordi Isern Vilaboy isern@ieec.fcr.es

Institut d'Estudis Espacials de Catalunya (IEEC/UB/CSIC), Barcelona

Institut de Ciències de l'Espai (CSIC), Barcelona

Abstract

The physics of white dwarfs and neutron stars is reviewed in this article. These objects, together with black holes, are the products of the latest stages of stellar evolution. We discuss the several scenarios in which the initial mass determines the evolution of the star and also the physical processes governing these degenerate objects.

Resumen

En este artículo se describe la física de las enanas blancas y de las estrellas de neutrones, que junto a los agujeros negros constituyen los últimos estados de la evolución estelar. Se discuten los diversos escenarios en los que la masa inicial determina la evolución posterior de la estrella y los procesos físicos que gobiernan la estructura de estos objetos degenerados.

Introducción

Las estrellas enanas blancas y las estrellas de neutrones, junto con los agujeros negros, forman parte de lo que ha venido a llamarse objetos compactos. Su característica más importante es que su nacimiento está relacionado con la muerte de las estrellas normales, es decir con el agotamiento de sus fuentes nucleares de combustible. De hecho, tanto las estrellas enanas blancas como las estrellas de neutrones pueden considerarse como dos rellanos en la pendiente que conduce a la fase de colapso total representada por los agujeros negros. En el primer caso, la estabilidad está garantizada por la presión de los electrones degenerados mientras que en el segundo lo está en gran medida por la presión ejercida por los neutrones degenerados. Los objetos de la primera categoría tienen masas en el entorno de 0.6 $M_\odot$ y radios de $\sim 10^{-2}$ $R_\odot$, mientras que los segundos tienen de 1 a 3 $M_\odot$ y radios de $\sim 10^{-5}$ $R_\odot$. En ambos casos, el rango de densidades va desde los 10^{10} o 10^{15} g/cm^3 en el centro de la enana blanca y de la estrella de neutrones respectivamente, hasta los valores minúsculos de las últimas capas de sus atmósferas. Ello hace que todas las fuerzas de la naturaleza (gravitatoria, débil, electromagnética y fuerte) se pongan de manifiesto a la vez en estos objetos y que se pueda comprobar su validez bajo condiciones extremas. En la monografía de Shapiro y Teukolsky (1983) puede encontrarse una excelente exposición de estos temas.

Estrictamente hablando, una enana blanca es la forma estable de los núcleos estelares degenerados. De hecho, éstos pueden efectuar una transición a estrellas de neutrones, liberar $\sim 10^{53}$ erg de energía y dar lugar a una supernova gravitatoria (observadas como SNII y SNIb,c) o, bajo determinadas condiciones, liberar violentamente la energía termonuclear que todavía contienen, $\sim 10^{51}$ erg, y dar lugar a una supernova de tipo Ia.

Algunos principios básicos de la evolución estelar

Las estrellas obtienen su energía de la combustión termonuclear de sus capas más internas. Cuando el combustible se agota en el núcleo, las regiones centrales se contraen para obtener la energía que se necesita para mantener la presión. Si la temperatura es suficientemente elevada, las cenizas nucleares producidas durante la etapa anterior pueden ser reutilizadas como combustible y detener el proceso de contracción de la estrella de forma temporal. Puesto que el primer combustible accesible es el hidrógeno, este elemento se convierte a través de sucesivas contracciones y combustiones en helio, carbono y así hasta el hierro, el núcleo atómico más ligado de la naturaleza.

Cuando los efectos cuánticos debidos al carácter fermiónico de los electrones se hacen dominantes, el proceso de combustión puede interrumpirse, pues a densidades elevadas la presión electrónica es la más importante. Esta puede descomponerse en dos términos, uno que sólo depende de la densidad y otro que se anula cuando la temperatura tiende a cero, es decir, $P_{\rm e} \simeq P_0(\rho) + P_1(\rho, T)$, de manera que $P_1 \to 0$ cuando $T \to 0$. Unas simples consideraciones dimensionales permiten ilustrar la situación.

La condición para que un objeto autogravitante esté en equilibrio hidrostático es:

$$\frac{dP}{dr} = -\rho \frac{GM_{\rm r}}{r^2}$$

donde $M_{\rm r}$ es la masa contenida en el interior de una esfera de radio r. Desde el punto de vista dimensional, esta ecuación puede escribirse como $P \sim M^2 R^{-4}$ Si los electrones no son relativistas, el término dominante es $P_0 \propto \rho^{5/3}$ y desde el punto de vista dimensional se comporta como $P \sim M^{5/3} R^{-5}$. Por lo tanto, para una masa estelar dada siempre es posible encontrar una estructura de equilibrio que detenga el proceso de fusión en algún sitio entre el hidrógeno y el hierro.

De acuerdo con el teorema del virial, la energía gravitatoria vale

$$\Omega = -3 \int P dV$$

Si los electrones son no relativistas $P = 2/3e$, donde e es la densidad de energía interna, con lo cual la energía interna total de la estrella es $E_{\rm th} = -\Omega/2$. Es decir que durante la transición desde una estructura de equilibrio a otra, la mitad de la energía gravitatoria se convierte en interna y la otra se expulsa. O lo que es lo mismo, una estrella es un objeto que cuando pierde energía se calienta. Si la energía es del orden de la energía gravitatoria, $E_{\rm th} \sim MT$, y $\Omega \sim M^2/R$, resulta que $T \sim M/R$ y $\rho \sim T^3 M^{-2}$. Puesto que las reacciones termonucleares son muy sensibles a la temperatura, cada una de ellas tiene una temperatura característica de combustión, y por lo tanto una estrella poco masiva tiene que alcanzar una densidad mayor que una más masiva para poder encender el combustible. Ello significa que, tal como se ha dicho antes, la degeneración electrónica puede detener el proceso. De hecho, aquéllas que tienen una masa inferior a 0.5 $M_\odot$ nunca llegan a sufrir la ignición del helio y las de menos de 10 $M_\odot$ (la cifra es incierta) nunca queman el carbono (las pérdidas de masa, muy importantes en las fases avanzadas de la evolución estelar, tienen un papel crucial en este último caso).

Los núcleos estelares también se caracterizan por que se contraen cuando su masa crece, lo que significa que la energía de Fermi, $\epsilon_{\rm F}$, de los electrones también aumenta. Cuando $\epsilon_{\rm F} >> m_{\rm e}c^2$, la ecuación de estado cambia de forma y se convierte en $P_0 \propto \rho^{4/3}$, con lo cual la presión se escala como $P \sim M^{4/3}R^{-4}$. Puesto que la dependencia funcional en R es la misma que la del equilibrio hidrostático, no puede haber equilibrio y no existe una escala de longitudes definida. Cualquier inyección o pérdida de energía puede inducir la expansión o la contracción del núcleo. Puesto que en este caso $P = 1/3e$, la energía de ligadura, definida como la suma de las energías interna y gravitatoria es cero. La masa máxima para la cual puede existir equilibrio es

$$M_{\rm Ch} = 1.44 < 2y_{\rm e} > {\rm M}_\odot,$$

llamada masa límite de Chandrasekhar, donde $y_{\rm e}$ es el número electrónico molar medio. Es evidente que los núcleos estelares degenerados cuya masa está cerca del límite de Chandrasekhar son los mejores candidatos para todo tipo de fenómenos catastróficos.

Dependiendo de la masa inicial de la estrella y de su naturaleza (estrella aislada o sistema estelar doble), los núcleos estelares degenerados pueden tener cuatro composiciones químicas diferentes, He, C+O, O+Ne o Fe, cada una de las cuales da lugar a un comportamiento distinto según las circunstancias.

Las estrellas cuya masa es superior a 10–12 $M_\odot$ desarrollan un núcleo de hierro. Puesto que los electrones son incapaces de detener el proceso evolutivo, este núcleo se acerca progresivamente a la masa de Chandrasekhar. Al ser imposible extraer energía termonuclear de los elementos del pico del hierro, estos núcleos estelares sólo pueden colapsar para formar una estrella de neutrones o un agujero negro según los casos. El colapso lo inician las capturas electrónicas sobre el ^{56}Fe y su fotodesintegración en partículas α y neutrones. No se conoce la existencia de ninguna enana blanca de hierro, aunque hay indicios de que el interior de Procyon B, G140 y EG150 podrían estar compuestos por hierro (Shipman y Provençal 1999). De todas formas, si existiesen probablemente serían la consecuencia de la evolución de sistemas dobles muy peculiares, capaces de arrancar las capas exteriores de la estrella y evitar así que el núcleo central alcanzase la inestabilidad.

Las estrellas cuya masa inicial se encuentra en el intervalo aproximado de 8–10 $M_\odot$ desarrollan un núcleo formado por ^{16}O, ^{20}Ne y algo de ^{24}Mg que puede estabilizarse gracias a la pérdida de masa que caracteriza a la fase AGB o a la inducida por la presencia de una compañera si se trata de un sistema estelar doble. En el caso de una estrella aislada, la enana blanca resultante se enfría lentamente y acaba por desaparecer como objeto luminoso. Si forma parte de un sistema estelar doble, puede capturar materia y experimentar el fenómeno nova o bien acercarse a la masa de Chandrasekhar, según cual sea el ritmo de acrecimiento. En este último caso, cuando se alcanza la densidad $\rho \simeq 9.1 \times 10^9$ g/cm^3 empiezan las capturas electrónicas sobre el ^{20}Ne en el centro y la entropía generada por ellas provoca la ignición del oxígeno y la formación de un frente de combustión que se extiende a toda la estrella. Los cálculos indican que a menos que el frente se propague como una detonación, las capturas electrónicas sobre el material incinerado acaban provocando el colapso a estrella de neutrones (Canal et al 1990). Es importante señalar aquí que, al no existir una envoltura capaz de termalizar los fotones, no se produce el fenómeno de supernova.

Las estrellas cuya masa inicial se encuentra entre 0.6 y 8 $M_\odot$ desarrollan núcleos de carbono y oxígeno. Si se encuentran aisladas, su vida acaba como una enana blanca que se enfría lentamente y acaba por desaparecer. Si forman parte de un sistema estelar doble pueden, dependiendo de las circunstancias, activarse termonuclearmente y explotar como una supernova de tipo Ia o colapsar a estrella de neutrones (Canal et al 1990).

Las estrellas de menos de 0.6 $M_\odot$ desarrollan núcleos de helio, pero su vida es tan larga que no han tenido tiempo todavía de llegar a la fase de enana blanca. Sin embargo, algunas estrellas más masivas pertenecientes a sistemas dobles, que bajo condiciones normales acabarían su vida como una enana de C+O, pueden ver su comportamiento perturbado por la presencia de una estrella compañera y generar una enana blanca de helio.

Explosiones termonucleares estelares

La degeneración electrónica también puede propiciar otro tipo de catástrofes: las explosiones termonucleares. La condición necesaria para que se produzca una explosión es que la energía se desprenda antes que la materia pueda reaccionar dinámicamente. En el caso de las estrellas, esta condición sólo la cumplen las estrellas degeneradas. Cuando la presión está dominada por un gas ideal clásico, cualquier desprendimiento de energía produce una expansión adiabática. Como consecuencia, la temperatura disminuye y se reduce drásticamente la

producción de energía a causa de la fuerte dependencia que tiene el ritmo de las reacciones nucleares en T. Por el contrario, si la materia está dominada por los electrones degenerados, la presión que ejerce sólo depende ligeramente de T, de manera que cualquier desprendimiento de energía sólo produce un ligero aumento de la presión. Como consecuencia, el ritmo de generación de energía aumenta y el proceso se refuerza. Al final, los electrones dejan de estar degenerados y la materia empieza a expansionarse. En este caso, sin embargo, la temperatura es tan elevada que la energía nuclear se desprende en un tiempo más corto que el tiempo hidrodinámico y se produce una violenta explosión.

Para concretar estas ideas se puede definir el tiempo característico de calentamiento nuclear como:

$$\tau_{\rm n} = \frac{c_{\rm v} T}{\dot{\epsilon}}$$

donde $c_{\rm v}$ es el calor específico y $\dot{\epsilon}$ el ritmo de generación de energía. El tiempo que se necesita para que el sistema reaccione a una sobrepresión es del orden del tiempo que necesita una onda sonora para barrer todos los puntos del sistema:

$$\tau_{\rm hd} = \frac{h}{c_{\rm s}}$$

donde h es la dimensión característica del sistema y $c_{\rm s}$ la velocidad del sonido. La condición de inestabilidad puede definirse como:

$$\tau_{\rm n} \leq \tau_{\rm hd}$$

La temperatura de deflagración es la temperatura para la cual $\tau_{\rm n} = \tau_{\rm hd}$, que no debe confundirse con la temperatura de ignición que se define como la temperatura a la cual las pérdidas por neutrinos equilibran la energía generada por las reacciones nucleares.

Las estrellas típicas queman pacíficamente su combustible debido a que estabilizan su temperatura por debajo de la temperatura de deflagración mediante una expansión adiabática. La eficiencia de esta expansión puede estimarse calculando el desplazamiento necesario para alcanzar el equilibrio después del desprendimiento de una cierta cantidad de energía. Si el gas es ideal, el cambio de densidad cumple:

$$\frac{\delta\rho}{\rho} \propto \frac{Q}{kT}$$

Puesto que Q, la energía desprendida por cada reacción, es del orden del MeV, mientras que la temperatura de combustión nuclear es del orden de los 100 keV, las estructuras dominadas por un gas ideal son muy estables. Por el contrario, si la componente electrónica es degenerada,

$$\frac{\delta\rho}{\rho} \simeq \frac{P_{\rm i}}{P_{\rm e}} << 1$$

pues $P_{\rm i} << P_{\rm e}$, por lo que bajo estas condiciones el enfriamiento adiabático es poco eficiente. Puede encontrarse más información en Isern (1989) y referencias.

Para obtener una explosión termonuclear, los electrones deben estar degenerados y la temperatura de deflagración del combustible debe ser igual o menor que la temperatura para la cual $P_{\rm i} \simeq P_{\rm e}$. El hidrógeno, por ejemplo, jamás puede provocar una explosión de supernova, aunque sí una de nova, debido a que durante la combustión de este elemento la mitad de los protones deben convertirse en neutrones y la interacción débil impone limitaciones al ritmo de combustión. El helio y el carbono no estan sujetos a estas limitaciones y cuando la temperatura es suficientemente elevada pueden quemarse explosivamente.

Estrellas enanas blancas aisladas

La vida característica de las enanas blancas, sin contar el tiempo que pasan en la secuencia principal, es de unos 10 mil millones de años, por lo que pueden ser consideradas como auténticos fósiles estelares de los que se puede extraer información sobre el pasado de la Galaxia. El instrumento para obtener esta información es la función de luminosidad que se define como:

$$n(M_{\rm V}) = \int_{M_{\rm i}}^{M_{\rm u}} \Phi(M)\Psi\left[T_{\rm disk} - t_{\rm cool}(M, M_{\rm V}) - t_{\rm MS}(M)\right] \tau_{\rm cool}(M, M_{\rm V}) dM$$

donde $\tau_{\rm cool}(M, M_{\rm V}) = dt/dM_{\rm V}$ y $t_{\rm cool}(M, M_{\rm V})$ son el ritmo y el tiempo de enfriamiento respectivamente, los cuales sólo dependen de la enana blanca, $t_{\rm MS}(M)$ y $m_{\rm WD} = m_{\rm WD}(M)$ son la edad en la secuencia principal del progenitor y la masa de la enana blanca en función de la masa del progenitor respectivamente, mientras que $\Phi(M)$, $\Psi(t)$ y $T_{\rm disk}$ son la función inicial de masas, el ritmo de formación estelar por unidad de volumen y la edad del disco galáctico. Finalmente, $n(M_{\rm V})$ es el número de enanas blancas que se observan por unidad de volumen y magnitud. Por lo tanto, si la función de luminosidad y las propiedades estelares son conocidas, es posible obtener las propiedades galácticas.

La función de luminosidad de las enanas blancas se caracteriza por un aumento monótono con la magnitud, lo que indica que efectivamente la evolución de estas estrellas es un proceso de enfriamiento. Además, la función de distribución experimenta una brusca caida a una luminosidad de $10^{-4.5}$ $L_\odot$, lo que se interpreta como un efecto de la edad de la Galaxia, es decir, no hay enanas más débiles porque no han tenido tiempo de enfriarse más allá.

La evolución de una enana blanca desde la fase nebulosa planetaria hasta su desaparición depende de las propiedades de la envoltura y del núcleo. Puede dividirse en cuatro etapas (Isern et al 1998):

Enfriamiento dominado por neutrinos ($\log(L/L_\odot) > -1.51$). Esta etapa es extremadamente complicada a causa de su dependencia de las condiciones iniciales y del comportamiento no suficientemente bien conocido de la envoltura. Afortunadamente, el papel dominante de los neutrinos hace que las diferentes estructuras térmicas converjan hacia un único modelo para

$\log(L/L_\odot) < -1.51$. Además, puesto que el tiempo necesario para alcanzar este valor de la luminosidad es muy corto, inferior a 80 millones de años, su influencia en el proceso global de enfriamiento es muy limitada.

Fase fluida ($-1.5 \geq \log(L/L_\odot) \geq -3$). La principal fuente de energía es gravotérmica. Puesto que el plasma no está fuertemente acoplado todavía, sus propiedades son razonablemente bien conocidas. Además, el flujo a través de la envoltura está controlado por una gruesa capa no degenerada cuya opacidad está dominada por el hidrógeno (cuando está presente). La principal fuente de incertidumbre radica en la composición química interna, la cual depende del ritmo que se adopte para la reacción $^{12}\mathrm{C}(\alpha,\gamma)^{16}\mathrm{O}$ y del tratamiento que se de a la semiconvección. Si el ritmo es elevado, la abundancia de oxígeno es más alta en el centro que en las capas más externas y puede alcanzar valores de hasta el 80%.

Fase de cristalización ($\log(L/L_\odot) < -3$). La cristalización introduce dos nuevas fuentes de energía: el calor latente y la sedimentación. En el caso de los plasmas de Coulomb, el calor latente es pequeño, del orden de 0.78 kT_s por núcleo, donde T_s es la temperatura de solidificación. Durante el proceso de cristalización las composiciones de equilibrio entre las fases líquida y sólida no son iguales. Si el sólido que se forma es más denso que el líquido, se hunde hacia las regiones centrales, mientras que si es más ligero asciende hasta que funde en la zona en la cual la temperatura es igual a la de solidificación. El efecto neto de este proceso es una migración de los elementos más pesados hacia el centro de la estrella con el consiguiente desprendimiento de energía. Evidentemente, la eficiencia del proceso depende del perfil químico del núcleo estelar, siendo máximo en el caso de una distribución homogénea y a partes iguales de C y O. Además del carbono y del oxígeno, el interior de las enanas blancas también contiene impurezas. La más importante es el ^{22}Ne, que proviene de la combustión α del ^{14}N, y el ^{56}Fe. Para estrellas de metalicidad solar, las abundancias típicas en fracción de masa son 0.02 y 0.001 respectivamente. La importancia de estos elementos radica en que las estructuras degeneradas dependen muy fuertemente del perfil electrónico molar de la estrella.

El flujo de energía hacia el exterior está controlado por la envoltura degenerada. En todos los casos, el núcleo está envuelto por un manto de helio puro cuya masa se encuentra en el intervalo $10^{-2}-10^{-4}$ $\mathrm{M}_\odot$. Esta capa se encuentra a su vez rodeada por otra capa todavía más delgada de hidrógeno puro, que puede estar ausente en un 25% de casos, cuya masa se encuentra entre 10^{-4} y 10^{-5} $\mathrm{M}_\odot$. Desde el punto de vista fenomenológico, a las estrellas que contienen hidrógeno se las llama DA y a las otras no–DA. Todavía no se sabe si el origen de esta diferencia es congénito o evolutivo: en cualquier caso, entender el comportamiento de las capas exteriores de las enanas blancas es uno de los problemas más acuciantes de la física estelar, pues el helio es muy transparente y las enanas no–DA se enfrían muy rápidamente.

Se estima que la edad del disco, o por lo menos del entorno solar, es de 10.2 Gigaaños. Sin embargo, las incertidumbres con que todavía se conoce este valor son enormes. Por ejemplo, adoptar el carácter no-DA para todas las estrellas significa reducir la edad anterior en 4 mil millones de años. La inclusión de los efectos debidos a la cristalización del hierro y del neón significa aumentar la edad de una enana blanca fría en desde mil hasta 8 mil millones de años. Afortunadamente, esta última incertidumbre no afecta a la edad del disco si se supone que el contenido inicial en metales de la Galaxia era nulo.

Conclusiones

Las estructuras estelares degeneradas constituyen un magnífico ejemplo de cómo una propiedad microscópica fundamental, el carácter fermiónico de los electrones, puede condicionar el comportamiento de las estrellas y en definitiva de toda la galaxia. Aunque durante los últimos años se ha avanzado extraordinariamente todavía quedan grandes problemas por resolver. Probablemente los más acuciantes sean: i) Resolver el comportamiento de la envoltura de las enanas blancas. ii) Determinar qué tipos de sistemas estelares dobles dan lugar a las supernovas termonucleares (las de tipo Ia). iii) Esclarecer en qué condiciones una enana blanca puede dar lugar a una estrella de neutrones.

Bibliografía

Canal R., Isern J., Labay J. 1990, ARA&A, 28, 183

Isern J. 1989, en "Nuclear Astrophysics", ed. M. Lozano, M.I. Gallardo, J.M. Arias, Springer, p. 86

Isern J., García–Berro E., Hernanz M., Mochkovitch R. 1998, Journ Physics: Cond Matter, 10, 11263

Shapiro S.L., Teukolsky S.A. 1983, "Black Holes, White Dwarfs and Neutron Stars", John Wiley and Sons

Shipman H., Provençal J.L. 1999, en "11th European Workshop on White Dwarfs", ASP Conf Ser, 169, ed S.-E. Solheim, E.G. Meistas, p. 15

Nebulosas planetarias: estado actual y futuro

Arturo Manchado Torres amt@ll.iac.es

Insituto de Astrofísica de Canarias

Abstract

Planetary nebulae are a short transition phase in the evolution of most of the stars. Their study allows a deeper understanding of all the evolutionary stages and their influence in the Galactic evolution itself. In this article we review the current status of the research in this field, describing the evolutionary scenario and analysing the properties of the ionized and molecular gas. Some prospects for the near future are also sketched.

Resumen

Las nebulosas planetarias suponen una corta fase de transición en la evolución de la mayor parte de las estrellas. Su estudio permite conocer cómo evolucionan estas estrellas y su influencia en la evolución de la Galaxia. En el presente trabajo tratamos de hacer un resumen del estado actual de la investigación en este campo, desde la evolución estelar al análisis del gas ionizado y molecular. También tratamos de esbozar qué nos deparará el futuro en dicho campo.

Introducción

La nebulosas planetarias deben su nombre, como tantos otros objetos astronómicos, a motivos históricos y no están relacionadas para nada con los planetas. En 1771, Charles Messier publicó un catálogo con 45 objetos que el llamó "nebulae" debido a su apariencia brumosa a través del telescopio. Poco después, en 1785, William Herschel publicó un trabajo donde separaba una subclase que denominó "planetary nebulae", por su aspecto verdoso, similar al de los planetas, vistos a través de sus telescopios. La primera clasificación morfológica de estos objetos fue realizada por Curtis en 1918, quien reunió en un catálogo todas las nebulosas planetarias (NPs, a partir de ahora en el texto) conocidas hasta la fecha, unas 150, y concluyó que la existencia de las NPs debía ser una rara excepción. El estudio de las NPs quedó como algo anecdótico hasta la mitad del siglo XX (para una revisión histórica en profundidad consultar Pottasch 1984), cuando Shklovskii (1956) las situó dentro del contexto de la evolución estelar. Basándose en el estudio de las velocidades de expansión de las NPs (entre 5 y 55 km s^{-1}) y en que esas velocidades deberían ser mayores que la velocidad de escape en la superficie de la estrella ($v_{\rm escape}\ \alpha\ R^{1/2}$), calculó que las velocidades observadas requerían radios superiores a 200 radios solares, lo que equivale a decir que las estrellas progenitoras de las NPs debían ser las gigantes rojas.

Según Pottasch (1984), "las NPs representan una breve etapa evolutiva que atravesarán todas las estrellas con masas inferiores a 10 $M_\odot$". En la actualidad se reconoce la importancia de su contribución tanto al enriquecimiento químico de las galaxias, (fundamentalmente helio y nitrógeno) cómo al número total de fotones ionizantes. Por todo ello, el estudio de las NPs nos brinda la oportunidad de comprender las últimas fases de la evolución estelar y la evolución de las galaxias.

Evolución estelar

Las estrellas de masa intermedia, inferior a 10 $M_\odot$, permanecen el 90% de su vida en la secuencia principal, utilizando el hidrógeno como combustible. Cuando se agota el hidrógeno en el núcleo, éste se contrae. Si la masa estelar es inferior a 2.5 $M_\odot$ el gas de electrones se degenera en el núcleo. Esto determina que la energía desprendida en la contracción del núcleo no contribuya al aumento de presión y, por tanto, no lo haga a la expansión hasta que la temperatura se eleva hasta el límite de no-degeneración. En este momento se produce el fogonazo de helio, y la estrella aumenta su luminosidad un factor 100.

Para estrellas más masivas que 2.5 $M_\odot$ el núcleo no está degenerado cuando la estrella abandona la secuencia principal y la contracción del núcleo es capaz de aportar la temperatura necesaria para que tenga lugar el encendido de helio. A la etapa evolutiva en la cual las estrellas permanecen quemando helio en su núcleo se la conoce con el nombre de Rama Horizontal, debido a las pequeñas variaciones de luminosidad experimentadas por las estrellas durante esta etapa. Posteriormente, cuando el helio se agota en el núcleo, comienza la rama asintótica de las gigantes (en inglés *Asymptotic Giant Branch*, AGB). En ella la estructura de la estrella consiste en un núcleo degenerado de carbono y oxígeno rodeado por una envoltura de helio y otra de hidrógeno (Figura 1) en las cuales se produce la combustión de manera alternada. El proceso consiste básicamente en que mientras tiene lugar la combustión de hidrógeno en la capa, el material procesado que produce se va acumulando en la capa de combustión de helio causando en ésta un aumento de presión. El aumento de presión provoca el encendido de la combustión de helio y un aumento de energía que se disipa hacia fuera a través de la capa de combustión de hidrógeno, dando lugar a la expansión y enfriamiento de las capas adyacentes y la subsiguiente extinción de la combustión de hidrógeno. Después se produce el reajuste, hasta que el proceso completo vuelve a empezar. A esta etapa se la conoce como la fase de pulsos térmicos durante la AGB y aquí la estrella puede llegar a perder hasta el 80% de su masa.

Dicha masa se enfría, condensándose en forma de polvo, y por tanto, oscureciendo la estrella. Aquí es donde se observan las denominadas estrellas OH/IR, que son estrellas muy enrojecidas con colores infrarrojos muy extremos, $H-K$ de hasta 8 magnitudes, varia-

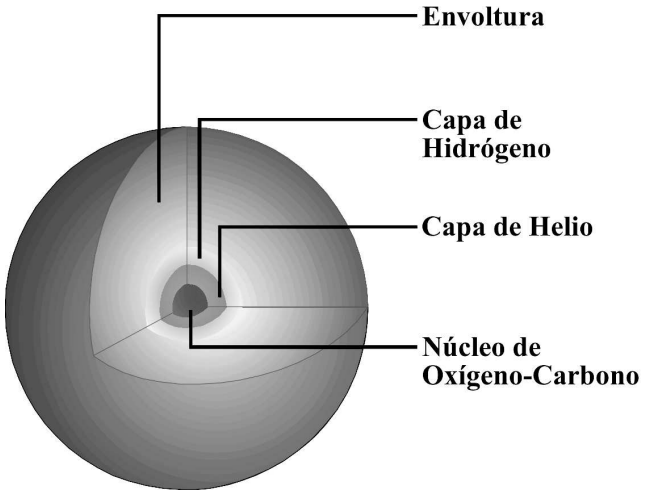


Fig. 1. Estructura de una estrella AGB. La escala relativa de tamaños no es real: la envoltura es miles de veces mayor que el núcleo de carbono y oxigeno.

ciones en el flujo de hasta 3.5 magnitudes en la banda K (e.g. García-Lario et al. 1997), y una emisión característica del maser de OH a 1612 MHz. La AGB finaliza cuando cesan las altas pérdidas de masa y la estrella comienza a emitir un viento cada vez más rápido (puede alcanzar varios miles de km s^{-1}) que, debido a su interacción con la envoltura densa previamente eyectada, forma la nebulosa. La estrella central va aumentando su temperatura efectiva a luminosidad constante, aunque en un principio la temperatura no es lo suficientemente alta para que se produzca la ionización completa de la envoltura y, por tanto, está presente gran cantidad de material molecular que se observa fundamentalmente en las moléculas de CO y H_2. Cuando la estrella alcanza unos 30 000 K se produce la fotoionización de gas y decimos que se ha formado una nebulosa planetaria.

Sin embargo existen muchos interrogantes en dicha etapa evolutiva. Evidentemente, aquí no podemos entrar en detalle en todos estos aspectos, pero trataremos de esbozar cuáles han sido los avances más recientes, fundamentalmente en los campos de las estrellas centrales, del gas molecular, del gas ionizado, de la evolución post-AGB hacia NP y cómo se aplican las simulaciones hidrodinámicas para establecer ligaduras a los modelos de evolución estelar.

Estrellas centrales

Cómo se produce la evolución de las estrellas centrales de las NPs (ECNPs) es una de las grandes incógnitas de los modelos teóricos de evolución estelar. Esto se debe fundamentalmente a la dificultad a la hora de confrontar los modelos teóricos (e.g. Schönberner 1983, Wood & Faulner 1986, Vassiliadis & Wood 1994) con las NPs observadas, dada la gran incertidumbre en el cálculo de las distancias y de las temperaturas efectivas. De hecho, sólo se conoce el tipo espectral de unas 100 ECNPs, el resto tienen flujos demasiado bajos.

Sin embargo, el grupo liderado por Roberto Méndez

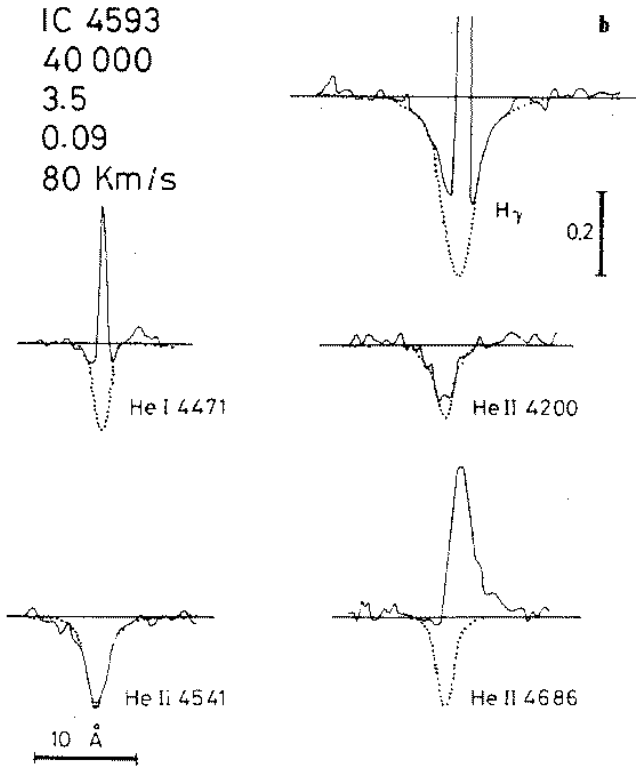


Fig. 2. Ajustes no ETL a la estrella central de IC 4593 (Méndez, Herrero & Manchado 1989)

ha aplicado con éxito modelos sin equilibrio termodinámico local (no ETL) a una muestra de NPs (Méndez et al. 1988). En la Figura 2 mostramos un ajuste a la ECNP de la nebulosa IC 4593 (Méndez, Herrero & Manchado 1990). A partir de dichos ajustes se pudo calcular una distancia de 3.7 kpc. Estos trabajos requieren de espectros con alta relación S/R y de resolución espectral R=6000, por lo que, con los telescopios de clase 4 m están limitados a $m_V \leq 16$. Los nuevos telescopios de clase 10 m permitirán extender estos trabajos a NPs situadas en el bulbo galáctico y a algunas NPs en las Nubes de Magallanes.

Gas molecular

Gran parte del gas de la nebulosa se encuentra en forma de gas molecular. En algunos casos, ello se debe a que no todo el gas que ha sido eyectado en la AGB se ha ionizado, bien porque la envoltura es muy masiva (estrellas de alta masa) o bien porque la estrella central no sea suficientemente caliente. En otros casos, el gas se condensa en forma de grumos que apantallan la radiación ionizante, como ocurre en el caso de NGC 7293 (e.g. Burkert & O'dell 1998, Young et al 1999). Otro efecto a tener en cuenta en el caso de progenitores masivos es que frecuentemente se produce la formación de discos de polvo que apantallan la radiación ionizante.

Phillips & Mampaso (1989) detectaron la emisión de CO en un anillo central en HB 5 y NGC 2346. Bachiller et al. (1997), en un estudio más completo, observaron una correlacción entre la emisión de CO y el tipo

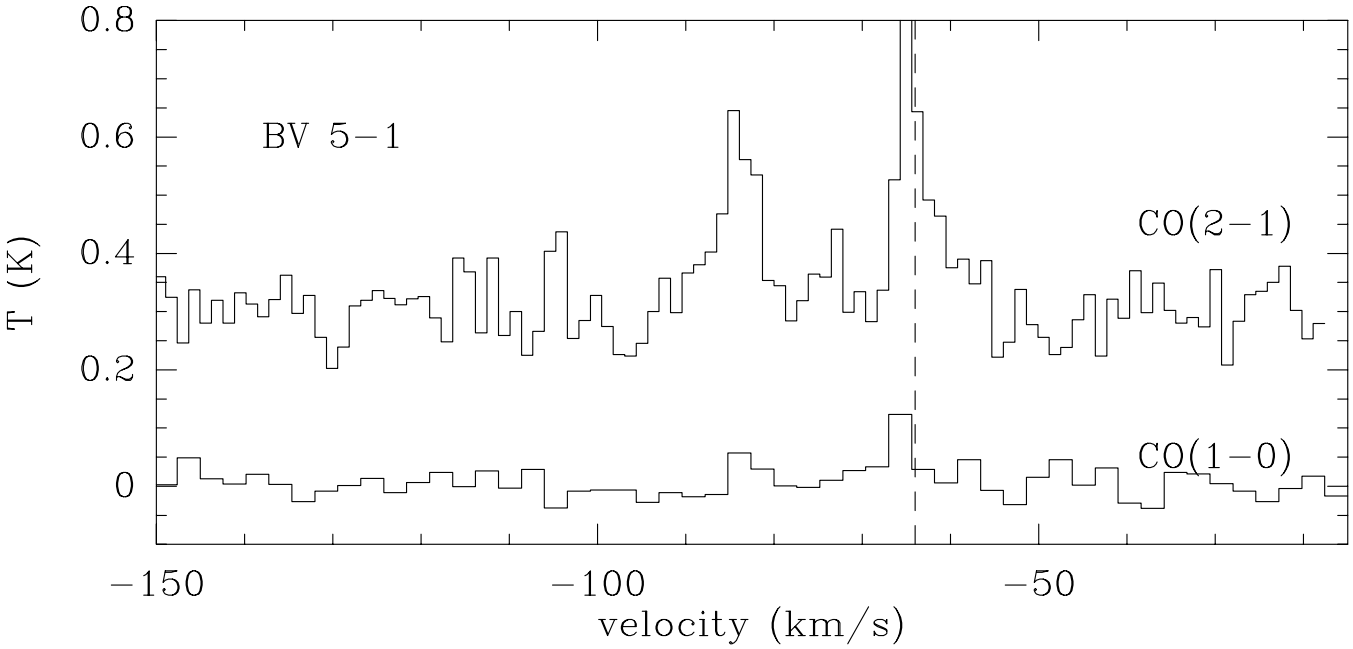


Fig. 3. Emisión CO de BV 5-1, donde se aprecia la emisión de un anillo central con una velocidad de expansión de 10 km s^{-1} (Josselin et al. 2000)

morfológico "bipolar". Recientemente, Bachiller et al. (1997) han llevado a cabo un estudio de las moléculas más abundantes en NPs encontrando que la composición química es totalmente diferente a la de las nubes moleculares y las estrellas en la AGB. Josselin et al. (2000) han estudiado la emisión de CO en una muestra de NPs bipolares, encontrando que la emisión está asociada al anillo central y calculando la velocidad de expansión de dicho anillo (ver Figura 3). Por otro lado, la molécula de H_2 se puede excitar bien por choques o bien por fluorescencia. Guerrero et al. (2000) detectaron emisión H_2, en la línea 1-0 S(1) en 2.1218 μm, en un 90% de una muestra de NPs bipolares, encontrando que aquellas NPs con anillos más anchos y brillantes presentaban mayor intensidad en la emisión de H_2 y en el cociente $H_2/Br\gamma$. En la Figura 4 se muestra un ejemplo de la estructura cuadrupolar y el anillo central de la NP M 1-75.

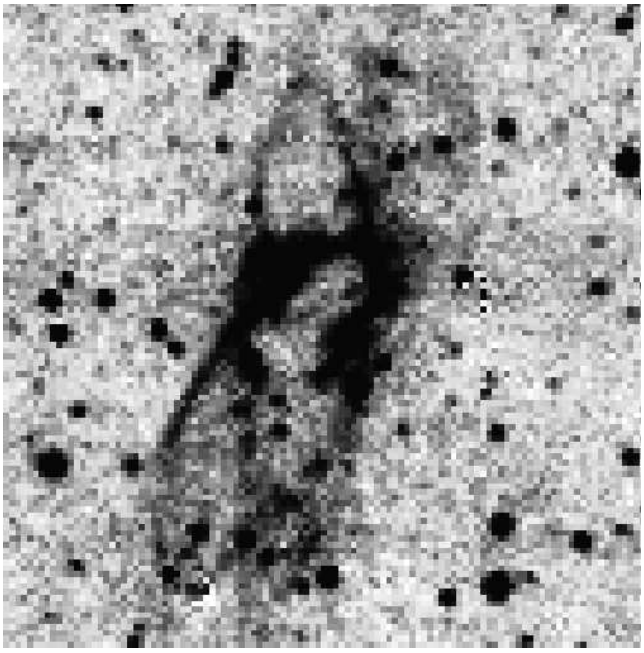


Fig. 4. Imagen en la línea (1-0)S(1) de la molécula de H_2 en 2.1218 micras de M 1-75. Se aprecia claramente la estructura cuadrupolar (Guerrero et al. 2000)

Gas ionizado

Como hemos visto anteriormente, cuando la estrella central alcanza una temperatura suficiente para ionizar su envoltura (30 000 K), y ésta se diluye a densidades electrónicas del orden de 10 000 cm^{-3}, el gas se ioniza.

Abundancias químicas

El análisis del enriquecimiento químico del gas ionizado nos permite determinar el procesamiento nuclear que ha tenido lugar en el interior estelar y cúal es su posterior contribución a la evolución química de la Galaxia.

A mediados de los años 50, M.J. Seaton empezó a trabajar en las medidas de las secciones eficaces de colisión (e.g. Seaton 1968), lo que permitió calcular las abundancias de cada ion (Kaler 1970). Torres-Peimbert & Peimbert (1977) se dieron cuenta de la similitud de los potenciales de ionización de diferentes iones, por lo que, mediante el uso de ciertos cocientes, era posible corregir las abundancias totales de cada elemento, de aquellos iones que no era posible observar. A partir de entonces se pudo investigar la composición química del gas ionizado. Los primeros trabajos de Torres-Peimbert & Peimbert (1977) y de Aller & Czy-

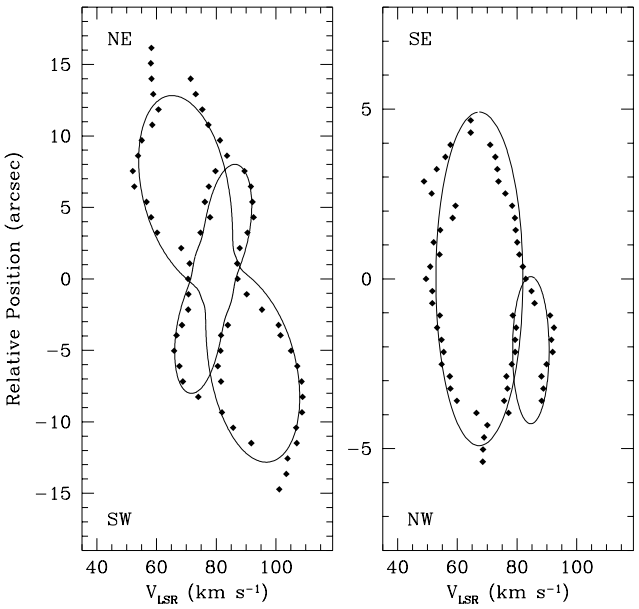


Fig. 5. Diagramas velocidad–posición en la línea de [N II] de M 2–46, para dos ángulos de posición diferentes. Los puntos negros representan los datos observacionales mientras que la línea continua representa el ajuste de un modelo semiempírico con $V_{\rm polar} = 40$ km s^{-1} y $V_{\rm polar} = 25$ km s^{-1} para cada lóbulo y $V_{\rm ecuatorial} = 7$ km s^{-1} para ambos lóbulos (Manchado, Stanghellini & Guerrero 1996)

zak (1983) se realizaron con detectores no lineales y sin resolución espacial. No fue hasta finales de los años 80 (e.g. Manchado 1988, Manchado & Pottash 1989) cuando fue posible realizar estudios con resolución espacial. Posteriormente, estudios con detectores con una alta eficiencia cuántica y bajo ruido de lectura permitieron inferir dos secuencias evolutivas entre las NPs de baja masa, $1{\rm M}_\odot \leq M \leq 2.5{\rm M}_\odot$, y las de masa intermedia, $2.5{\rm M}_\odot \leq M \leq 8{\rm M}_\odot$ (e.g. Guerrero 1995). Las estrellas de baja masa presentan abundancias de helio y de nitrógeno similares a las solares y además estaán asociadas con tipos morfológicos redondos y de capas múltiples, mientras que las estrellas de masa intermedia presentan abundancias superiores de helio y nitrógeno y están asociadas a tipos morfológicos bipolares.

Cinemática

Debido a que las líneas producidas por excitación colisional son muy intensas es posible analizar la estructura cinemática del gas y, por tanto, inferir ciertos parámetros físicos del viento de la estrella central y de las condiciones del medio interestelar. Además, los trabajos pioneros de Manchado (1988) y Miranda & Solf (1989) muestran cómo, a partir de estudios cinemáticos con resolución espacial, es posible determinar la estructura tridimensional de la NP.

En la Figura 5 mostramos un ejemplo de cómo se pudo inferir la estructura cuadrupolar en la NP M 2-46 (Manchado, Stanghellini & Guerrero 1996).

Morfología

Los estudios morfológicos proporcionan claves acerca de los mecanismos de formación de las NPs, en especial de aquellos que causan las asimetrías observadas.

Hace más de veinte años, Kwok, Purton & Fitzgerald (1978) propusieron que la formación de una NP se producía debido a la colisión de dos vientos estelares, uno característico de la fase de gigante roja y otro más rápido producido posteriormente por el núcleo de la estrella. Sin embargo, este modelo sólo es capaz de explicar la formación de NPs con simetría esférica. Además, como veremos a continuación, la gran mayoría de las NPs (75 %) presentan morfologías no esféricas y, por tanto, se deben invocar diferentes mecanismos para explicar su formación. Varios autores han propuesto que la rotación estelar podría ser responsable de las asimetrías observadas (e.g. Calvet & Peimbert 1983; Ignace, Cassinelli & Bjorkman 1996; García-Segura et al. 1999), al crear una estructura ecuatorial densa con la que después interaccionaría el viento rápido. También la presencia de campos magnéticos podría causar la colimación (e.g. Pascoli 1992; Chevalier & Luo 1994; Soker 1997; García-Segura et al. 1999). Otra posibilidad es que la formación de asimetrías en NPs sea el resultado de la evolución estelar en un sistema binario. Así, la fase de envoltura común, que se produce en las binarias próximas, sería capaz de producir un aumento de densidad ecuatorial que podría causar una eyección asimétrica; se puede producir un efecto similar con objetos subestelares (Soker 1997). Por tanto, dada la dificultad de obtener información directa acerca de los mecanismos de formación, la correlación de diferentes parámetros nebulares y estelares con los tipos morfológicos permite, indirectamente, distinguir cuál es el mecanismo predominante responsable de las morfologías observadas.

Desde el trabajo pionero de Curtis, en 1918, han sido numerosos los intentos de establecer una clasificación morfológica para las NPs. En las primeras clasificaciones se establecían numerosas subclases de NPs: según Greig (1971) se podían distingir 15 grupos diversos, mientras que Zuckerman & Aller (1986), utilizando una muestra de 108 PNs, establecieron 16 tipos morfológicos. El primero en establecer una clasificación más razonable fue Balick (1987), quien separó las NPs en tres grupos principales: redondas, elípticas y "mariposa". Schwarz, Corradi & Melnick (1992) clasificaron una muestra de NPs del hemisferio sur en elípticas, bipolares, irregulares, simétricas respecto a un punto y de tipo estelar.

Como vemos, hasta esa época no existían criterios claros de clasificación morfológica, debido fundamentalmente a que la selección de la muestra era aleatoria y los criterios de clasificación eran puramente subjetivos. Sin embargo, gracias al trabajo de Manchado et al. (1996) (ver Figura 6) fue posible establecer una clasificación morfológica basada exclusivamente en criterios estadísticos. En primer lugar, su muestra era completa, se observaron todas las NPs conocidas con declinaciones entre -10 y 90 grados, así como todas aquellas con diámetros superiores a 4 segundos de ar-

co (en total 243 NPs). En segundo lugar, la clasificación morfológica se estableció después de correlacionar los distintos tipos morfológicos con diversos parámetros tanto nebulares como estelares. Al final se establecieron tres clases principales: redondas, elípticas y bipolares, donde estas últimas engloban a las cuadrupolares. Después se establecieron dos subclases, las nebulosas con capas múltiples (MSPN), que son una subclase de los tipos redonda y elíptica, y las nebulosas con simetría con respecto a un punto, que son un subtipo de las elípticas y bipolares (ver Figura 7). Despues de un riguroso estudio estadístico de los parámetros físicos de cada tipo morfológico (Manchado et al. 2000) fue posible establecer que:

- El cociente NII/Hα es mayor para las bipolares que para las redondas y elípticas. Las abundancias de N/O y He son mayores para las bipolares y son consistentes con las NPs de tipo I (Peimbert, & Torres-Peimbert 1983) mientras que las de las MSPN son consistentes con las NPs de tipo II.
- La latitud galáctica es distinta para cada tipo morfológico, siendo mayor para las redondas y elípticas que para las bipolares, implicando una población estelar diferente. Este resultado es consistente con que las bipolares presenten cocientes superiores de abundancias de He y de N/O.
- Al estudiar las NPs con "simetría respecto a un punto" (SRP) se encontró que las bipolares con SRP presentan una latitud galáctica superior a aquellas sin SRP, lo cual indica diferentes masas para sus estrellas progenitoras

El hecho de que se puedan inferir dos distribuciones de masas para las NP bipolares, dependiendo de la existencia de estructuras SRP, se puede explicar con dos esquemas evolutivos para cada tipo: una sola estrella de alta masa podría formar una NP bipolar debido a la rotación y los campos magnéticos (e.g. García-Segura et al. 1999), mientras que la estructura bipolar con SRP se formaría a causa de la colimación magnética alrededor de una estrella que precese (e.g. García-Segura 1997).

Simulaciones hidrodinámicas

Como vimos en el apartado anterior, la formación de NPs se explica por la interacción de dos vientos. Esta teoría de formación de NPs en apariencia simple, conocida como el modelo de vientos en interacción, se ha convertido en el paradigma de los modelos numéricos de formación de NPs hasta la fecha.

Actualmente, todos los modelos numéricos que abordan el problema de la formación de las NPs están basados en la premisa básica de la interacción de vientos. No obstante, se ha hecho necesario introducir otros ingredientes en los modelos para poder reproducir las complicadas características morfológicas y cinématicas observadas: asimetrías, capas múltiples, flujos colimados de alta velocidad (*jets*), condensaciones, etc.

Resolver el problema tanto de la formación de NPs asimétricas (elípticas, bipolares), como de la existencia

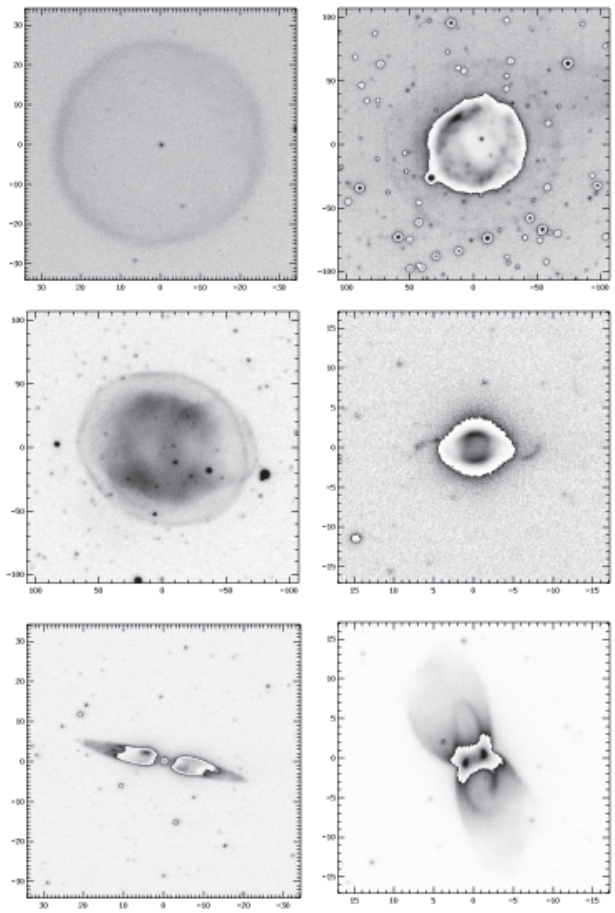


Fig. 6. Imagenes en filtros estrechos que muestran los diferentes tipos morfológicos. De izquierda a derecha y de arriba a abajo: A 39 y NGC 2438 (redondas), IC 1295 y He 2-429 (elípticas, He 2-437 y M 2-46 (bipolares)

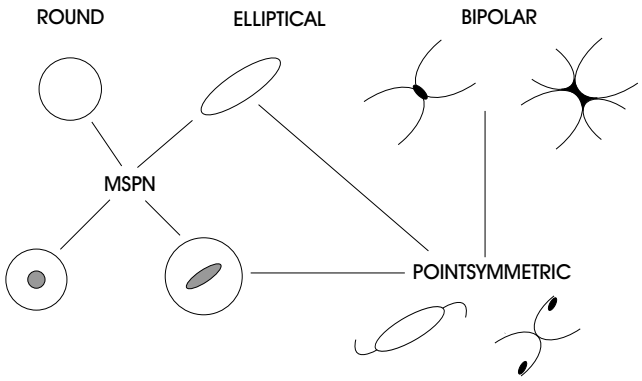


Fig. 7. Esquema de la clasificación morfológica (Manchado et al. 2000)

de *jets* es complejo, ya que es necesaria la presencia de un mecanismo de colimación en los modelos. Hasta la fecha se han considerado fundamentalmente dos procesos: la colimación puramente hidrodinámica y la colimación magnetohidrodinámica.

Basándose en un mecanismo de colimación puramente hidrodinámico, Mellema & Frank (1995) suponen una distribución de densidad con simetría axial (al-

tas densidades en el plano ecuatorial y bajas en los polos) del viento lento con el que interaccionaría un viento rápido esféricamente simétrico. Así, incrementando el cociente de densidades entre el ecuador y los polos reproducen la secuencia morfológica: redondas, elípticas y bipolares. Sin embargo, no son capaces de reproducir las NPs bipolares altamente colimadas ni los *jets*. Por otro lado, esta asimetría en el viento de la AGB no ha sido verificada observacionalmente.

La colimación magnetohidrodinámica ha sido modelada por García-Segura et al. (1999). El efecto combinado de la rotación estelar y un campo magnético intenso es capaz de reproducir las observaciones, tanto de nebulosas bipolares altamente colimadas, como de los *jets* y su cinemática. En estos modelos, el efecto de una rotación estelar rápida da lugar a la formación de NPs bipolares clásicas, mientras que una rotación estelar lenta junto con un campo magnético formaría NPs elípticas.

El problema de la formación de capas múltiples en NPs ha sido estudiado por Villaver, Manchado & García-Segura (2000). Para ello han introducido toda la evolución estelar desde la fase de gigante roja en los modelos numéricos. La modulación de la pérdida de masa de la estrella durante la AGB, consecuencia de los pulsos térmicos, es la causa de la existencia de las capas débiles, llamadas "halos", que frecuentemente rodean la capa principal brillante. En las Figuras 8 y 9 se presenta la comparación entre el perfil de brillo resultado de una simulación y el observado en NGC 6826. Como se aprecia en las figuras se reproducen tanto el perfil de brillo como los tamaños observados. A menudo, los halos presentan geometrías no esféricas. Estas asimetrías observadas en los halos han sido reproducidas teniendo en cuenta, además de la evolución estelar, el movimiento de la estrella central respecto a su medio interestelar circundante (Villaver et al. 2000). En la Figura 10 se muestra el resultado de una simulación.

La fase post-AGB

Previamente a la ionización de la NP existe una breve etapa de la vida de una estrella durante la cual se observan las estrellas post-AGB y las nebulosas protoplanetarias. Las estrellas post-AGB presentan tipos espectrales desde K–G hasta B y baja gravedad superficial similar a la observada en estrellas supergigantes. Muestran fuertes excesos infrarrojos procedentes de la envoltura de polvo eyectada previamente durante la fase AGB. Las nebulosas proto-planetarias ("proto" al no estar fotoionizadas) son visibles debido a la luz dispersada de la estrella post-AGB. El tiempo de transición comienza cuando cesan las altas pérdidas de masa características de la AGB y finaliza cuando la estrella central alcanza una temperatura efectiva capaz de ionizar la envoltura previamente eyectada.

Hasta la fecha, el mecanismo que provoca la transición de la etapa AGB a la etapa de NP permanece totalmente desconocido, así como cuáles son los tiempos de evolución característicos de esta fase. Diferentes autores utilizan tiempos de transición que pueden variar

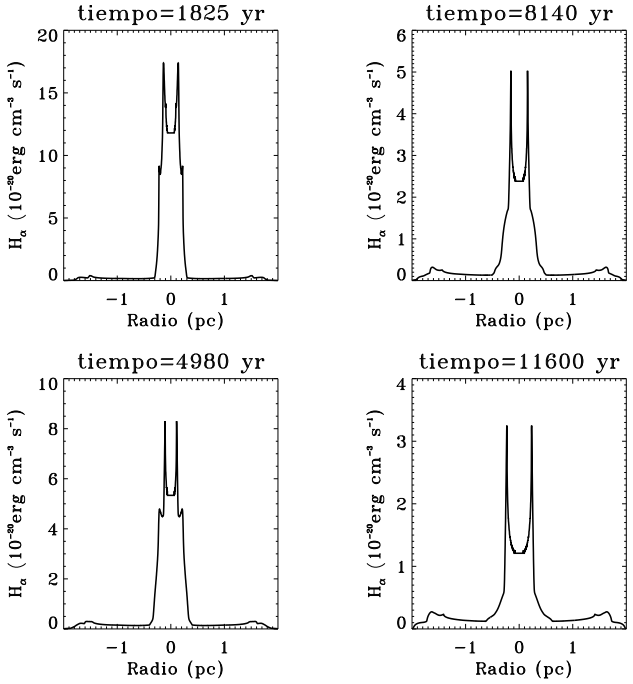


Fig. 8. Perfiles de brillo en Hα para diferentes estados evolutivos en el modelo de 1 $M_\odot$ (Villaver, Manchado & García-Segura 2000)

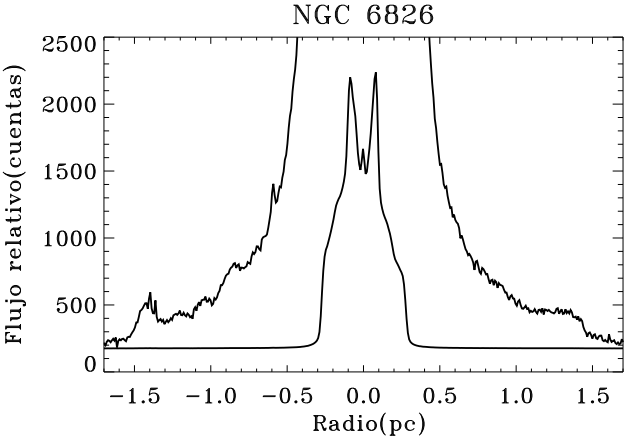


Fig. 9. Perfil de brillo en Hα del halo de NGC 6826. Se muestra también a escala el perfil de brillo de la parte central (Villaver, Manchado & García-Segura 2000)

en varios órdenes de magnitud, establecidos de manera arbitraria. Algunas estimaciones teóricas apuntan a que los tiempos de evolución de esta etapa podrían ser de unos pocos miles de años. Sin embargo, la rápida evolución (≈30 años) observada en algunos objetos como la Stingray Nebula (e.g. Parthasarathy et al. 1993, Bobrowsky et al. 1999) llevan a cuestionar lo poco que se conoce hasta la fecha de esta etapa evolutiva.

Futuro

Teoría

Falta modelar la evolución estelar incluyendo mecanismos de pérdida de masa realista que incluyan rotación

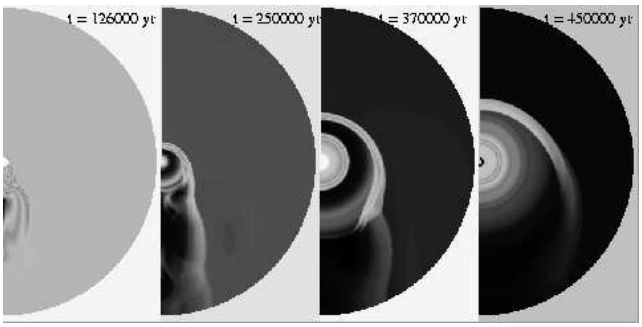


Fig. 10. Logaritmo de la densidad para diferentes tiempos evolutivos de una capa generada por una estrella moviéndose con una velocidad de 20 km s^{-1} a través de un medio interestelar de densidad n_o=0.1 cm^{-3} (Villaver, Manchado & García-Segura 2000)

estelar y campos magnéticos. En particular, habrá que dedicar especial atención al estudio del tiempo de transición entre post–AGBs y NPs. Mediante simulaciones numéricas, se debería estudiar la relación entre las micro-estructuras observadas en las NPs y las pérdidas de masa durante la fase AGB. Se desconocen los procesos de formación de moleculas complejas, en concreto los PAHs (hidrocarburos policíclicos aromáticos), *fulleneros*, TiC, etc. En los proximos años veremos un desarrollo espectacular en la astroquímica.

Observaciones

Los nuevos telescopios terrestes de la clase de 10 m permitirán profundizar en los estudios de las NP galácticas, extendiendo los estudios al bulbo Galáctico. Los nuevos telescopios espaciales (*NGST*, 2007) y los de la clase de 100 m permitirán extender los estudios del gas ionizado, tanto de cinemática, abundancias químicas y morfología a galaxias del Grupo Local. El proyecto *ALMA* permitirá un análisis exhaustivo (cinemática y composición química) del gas molecular.

Los satélites de rayos X (*Chandra*, *XMM–Newton*) permitirán detectar la existencia de una burbuja con temperaturas de 10^6 K dentro de la NP. Además, si la pérdida de masa en la post-AGB esta colimada mediante campos magnéticos se esperaría observar rayos X duros. Los próximos satélites infrarrojos *SIRTF* (2001), *ASTROF* (2003) y *FIRST* (2007) permitirán analizar las propiedades del polvo y la astroquímica del gas molecular de la envoltura.

Agradecimientos

Agradezco a Eva Villaver sus comentarios y la revisión del texto.

Bibliografía

Aller, L.H., Czyzak, S.J. 1983, ApJSS, 51, 211
Bachiller, R., Forveille, T., Huggins, P.J., Cox, P. 1997, A&A, 324, 1123
Balick, B. 1987, AJ, 94, 671
Bobrowsky, M., Sahu, K.C., Parthasarathy, M., Garcia-Lario, P. 1999, New Astron Rev, 43, 411
Burkert, A., O'dell, C.R. 1998, ApJ, 503, 792
Calvet, N., Peimbert, M. 1983, RMxAA, 5, 319
Chevalier, R.A., Luo, D. 1994, ApJ, 421, 225
Curtis, H.D. 1918, Lick Obs Publ, vol. XII, pag. 57
García-Lario, P., Manchado, A., Pych, W., Pottasch, S.R. 1997, A&AS, 126, 479
García-Segura, G. 1997, ApJ 489, L189
García-Segura, G., Langer, N., Różyczka, M., MacLow, M. Franco, J. 1999, ApJ, 517, 767
Guerrero, M.A. 1995, Tesis doctoral (Universidad de La Laguna)
Guerrero, M.A., Villaver, E., Manchado, A., García-Lario, P., Prada, F. 2000, ApJS, 127, 125
Greig, W.E. 1971, A&A, 10, 161
Ignace, R., Cassinelli, J.P., Bjorkman, J.E. 1996, ApJ, 459, 671
Kaler, J. 1970, ApJ, 160, 887
Kwok, S., Purton, C.R., Fitzgerald, P.M. 1978, ApJ, 219, L 125
Josselin, E., Bachiller, R., Manchado, A., Guerrero, M.A. 2000, A&A, 353, 363
Manchado, A. 1988, Tesis doctoral (Universidad de La Laguna)
Manchado, A., Pottasch, S.R. 1989, A&A, 222, 1989
Manchado, A., Guerrero, M.A., Stanghellini, L., Serra-Ricart, M., 1996, "The IAC morphological catalog of northern Galactic planetary nebulae", ed. IAC (La Laguna)
Manchado, A, Stanghellini, L, Guerrero, M.A. 1996, ApJ, 466, L95
Manchado, A., Villaver, E., Stanghellini, L., Guerrero, M. A. 2000, en "Asymmetrical Planetary Nebulae II: From Origins to Microstructures", ASP Conf Ser, 199, eds J.H. Kastner, N. Soker y S. Rappaport, pag. 17
Mellema, G., Frank, A. 1995, en "Asymmetrical PN", eds. A. Harpaz y N. Soker, pag. 229
Méndez, R.H., Kudritzki, R.P., Herrero, A., Husfeld, D., Groth, H.G. 1988, A&A, 190, 113
Méndez, R.H., Herrero, A., Manchado, A. 1990, A&A, 229, 152
Miranda, L.F., Solf, J. 1989, A&A, 214, 353
Parthasarathy, M., García-Lario, P., Pottasch, S.R., Manchado, A., Clavel, J., de Martino, D., van de Steene, G.C.M., Sahu, K.C. 1993, A&A, 267, L19
Pascoli, G. 1992, PASP, 104, 350
Peimbert, M., Torres-Peimbert, S. 1983, IAU Symp 103, pag. 233, Reidel, Dordrecht
Phillips, J.P., Mampaso, A., 1989, A&A 218, 257
Pottasch, S.R., 1984, "Planetary nebulae – A study of late stages of stellar evolution", Reidel, Dordrecht
Schönberner, D. 1983, ApJ, 272, 708
Schwarz, H.E., Corradi, R.L.M., Melnick, J. 1992, A&AS, 96, 23
Seaton, M.J., 1968, IAU Symp 34, eds. D.E. Osterbrock y C.R. O'Dell, pag. 129
Shklovskiii, I.S. 1956, Astron. J.U.S.S.R., 33, 315
Soker, N. 1997, ApJS 112, 487

Torres-Peimbert, S., Peimbert, M. 1977, RMxAA, 2, 181
Vassiliadis, E., Wood, P. 1994, ApJ, 413, 641
Villaver, E., Manchado, A., García-Segura, G. 2000, en "Asymmetrical Planetary Nebulae II: From Origins to Microstructures", ASP Conf Ser, 199, eds J.H. Kastner, N. Soker, y S. Rappaport, pag. 321
Wood, P., Faulner, D.J. 1986, ApJ, 307, 659
Young, K., Cox, P., Huggins, P.J., Forveille, T., Bachiller, R. 1999, ApJ, 522, 387
Zuckerman, B., Aller, L.H. 1986, ApJ, 301, 772

Tesis doctorales

Surface Inhomogeneities and Semi-Empirical Modeling of Metal-Poor Stellar Atmospheres

Carlos Allende Prieto callende@hebe.as.utexas.edu

Director/es: Ramón J. García López
Centro: Instituto de Astrofísica de Canarias
Lectura: 3 de noviembre de 1998

Las paralajes trigonométricas medidas por el satélite *Hipparcos* establecen un sólido sistema de referencia para poner a prueba la validez de los modelos de atmósfera clásicos para estrellas frías. El empleo de estas paralajes para derivar gravedades superficiales en un numeroso conjunto de estrellas con un amplio rango de metalicidades y la comparación de estas gravedades con determinaciones espectroscópicas, ha permitido confirmar la existencia de errores en el equilibrio de ionización que ya anteriormente se intuían, y que apuntan hacia importantes desviaciones del equilibrio termodinámico local (ETL) para las estrellas de baja metalicidad.

Como alternativa a los modelos unidimensionales que conservan el flujo, hemos propuesto en esta tesis un nuevo método de construcción de modelos semi-empíricos, a partir de la inversión de perfiles normalizados de líneas espectrales. El método presupone una atmósfera plano-paralela y homogénea, en equilibrio hidrostático, y en ETL, para recuperar la estratificación de temperatura y las abundancias químicas. La aplicación al Sol (observado como una estrella) ha servido para demostrar la efectividad del procedimiento, dando lugar a un modelo de la fotosfera solar que reproduce en detalle diversas observaciones espectroscópicas, incluidas varias con resolución espacial, así como las medidas absolutas del flujo solar. La inversión de espectros de otras estrellas, en particular la estrella pobre en metales *Groombridge* 1830 y la estrella activa de metalicidad solar ϵ Eridani, ha proporcionado modelos semi-empíricos que son capaces de reproducir todos los rasgos espectrales considerados, con la obvia excepción de las asimetrías de las líneas.

Con la intención de estudiar la influencia de la turbulencia en el análisis de espectros de estrellas deficientes en metales, hemos obtenido espectros de resolución $\lambda/\Delta\lambda \simeq 2 \times 10^5$ de *Groombridge* 1830 y la subgigante de baja metalicidad HD 140283, que presentan evidencia de asimetrías en las líneas espectrales. Estas asimetrías, al menos en HD 140283, aparecen significativamente realzadas (alcanzando hasta 400 m s^{-1}) en comparación con estrellas similares de metalicidad solar debido a la baja opacidad de su atmósfera. Llegamos, inevitablemente, a la conclusión de que es necesario emplear modelos de atmósfera inhomogéneos en los análisis. Se muestra cómo, no solo las asimetrías de las líneas espectrales, sino también los desplazamientos de los mínimos de las líneas, pueden ser usados en el Sol y en otras estrellas para extraer información sobre los campos de velocidad y temperatura superficiales. Además, hemos trazado, por primera vez, el incremento de los desplazamientos al azul convectivos en las capas más profundas de la fotosfera solar. Los mínimos de las líneas más fuertes aparecen prácticamente libres de desplazamientos convectivos netos (véase figura). Esta propiedad podría ser utilizada para separar la velocidad radial y el desplazamiento espectral gravitatorio de los movimientos de origen fotosférico en estrellas de tipo solar.

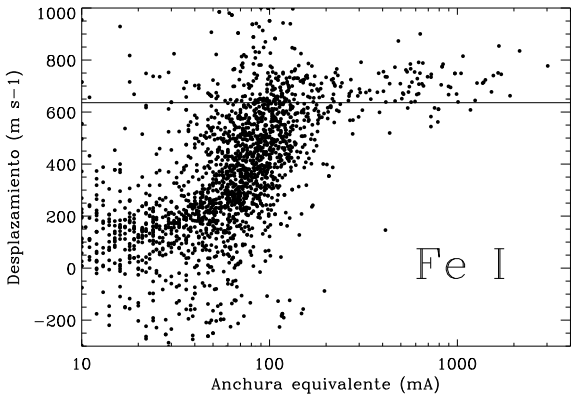


Fig. 1. Desplazamiento de las líneas espectrales de Fe I observadas en el espectro solar. 636 m s^{-1} corresponde al desplazamiento debido a los campos gravitatorios solar y terrestre y, por tanto, al cero de velocidad en el centro de masa del Sol.

A través de un cuidadoso análisis, haciendo uso de cálculos mecano-cuánticos detallados disponibles para las líneas del triplete Ca I $4s4p - 4s5s$ y del doblete Na I D, se ha evaluado la importancia de las colisiones con hidrógeno atómico y el gradiente de presión como generadores de asimetrías en las líneas. El estudio lleva a la conclusión de que el efecto es muy pequeño para una estrella de tipo solar.

Finalmente, con el ánimo de ampliar el número de estrellas deficientes en metales identificadas en nuestra Galaxia, presentamos los resultados de la búsqueda realizada con el telescopio Isaac Newton del Observatorio del Roque de los Muchachos, en La Palma. Los candidatos fueron seleccionados a partir de placas fotográficas adquiridas con la técnica de prisma-objetivo, y empleando un filtro interferencial para aislar las líneas H y K de Ca II. En paralelo, desarrollamos un nuevo método de clasificación de espectros estelares basado en redes de neuronas artificiales, demostrando su utilidad y ventajas respecto a otros métodos disponibles. Los espectros de resolución $\lambda/\Delta\lambda \simeq 2 \times 10^3$ obtenidos para este proyecto permiten estimar la temperatura efectiva y la metalicidad de las 731 estrellas de tipo tardío observadas, resultando en la identificación de 195 nuevas estrellas con [Fe/H] < -1, 67 con [Fe/H]< -2, y 12 con [Fe/H]< -3.

Modelos relativistas tridimensionales de chorros astrofísicos. Chorros extragalácticos y erupciones de rayos gamma.

Miguel A. Aloy Torás maa@mpa-garching.mpg.de

Director/es: José Mª Ibáñez Cabanell y José Mª Martí Puig
Centro: Departamento de Astronomía y Astrofísica. Universidad de Valencia.
Lectura: 10 de diciembre de 1999

La tesis doctoral que aquí se presenta está dedicada al estudio, por medio de simulaciones numéricas, de dos escenarios astrofísicos: los *chorros extragalácticos* y las *erupciones de rayos gamma* (ERG). La simulación numérica de estos fenómenos requiere como parte esencial el desarrollo o utilización de códigos que resuelvan las ecuaciones de la hidrodinámica relativista. GENESIS es un código hidrodinámico, relativista, multidimensional, de alta resolución en la captura de choques, paralelizado y multiplataforma que se ha desarrollado para abordar problemas astrofísicos que involucren un tratamiento hidrodinámico y relativista.

Hemos analizado la morfología y la dinámica de los chorros relativistas tridimensionales produciendo las primeras simulaciones numéricas de alta resolución en tres dimensiones espaciales (3D) de chorros relativistas alcanzando el haz del chorro factores de Lorentz 7. Se emplea una ecuación de estado (EDE) de gas ideal para describir el fluido. Con objeto de inducir fenómenos genuinamente tridimensionales se han introducido perturbaciones de tipo helicoidal sobre el campo de velocidades de un modelo de referencia axisimétrico. Del análisis de los resultados se desprende que las pequeñas perturbaciones 3D inducen en el haz relativista una distribución de velocidades aparentes semejante a la observada en la radiogalaxia M87.

Se han realizado las primeras simulaciones de radioemisión procedentes de modelos relativistas tridimensionales, cuyo principal objetivo es el estudio de las implicaciones observacionales de la interacción entre el chorro y el medio externo. Como consecuencia de tal interacción aparece una estratificación natural del chorro, consistente en una "espina" central rápida, rodeada por una capa de fricción caracterizada por una elevada energía interna específica y un campo de velocidades progresivamente decreciente (respecto a la dirección normal al eje del chorro). La estratificación determina en gran medida la emisión del chorro. La inclusión *ad hoc* de diferentes configuraciones de campo magnético en el chorro ha permitido extraer consecuencias observacionales importantes. Si, por ejemplo, el campo magnético en la capa de fricción es helicoidal, se observa que la emisión muestra una asimetría sobre la sección transversal del chorro (respecto a la dirección normal al eje del chorro). Tal asimetría se debe al efecto relativista de *aberración de la luz* y es función del ángulo de visión y de la velocidad del fluido. Suponiendo que el modelo es válido, hemos interpretado las observaciones de polarización del *blazar* 1055+018.

Hemos estudiado los flujos colimados relativistas propuestos, en el modelo de *collapsar*, como un mecanismo para generar ERGs. Empleando el modelo de *collapsar* de MacFadyen y Woosley como progenitor de una ERG, se ha simulado la propagación de un chorro relativista a través del manto y la envoltura de una estrella masiva en rotación que colapsa. Para estas simulaciones se ha modificado el GENESIS para que incluya un campo gravitacional estático de Schwarzschild y una EDE realista que incluya las contribuciones de la radiación, de los pares electrón-positrón y de nueve gases de Boltzman ideales. El flujo saliente con forma de chorro se origina como resultado de la deposición de $\sim 10^{50} - 10^{51}$ erg/s en el seno de un cono de 30° alrededor del eje de rotación de la estrella progenitora. El fluido del chorro generado se propaga siguiendo este eje debido a que la rotación del manto crea un canal de baja densidad alrededor de tal eje (debido al confinamiento inercial que proporciona la distribución de masa del modelo inicial) y mantiene su estructura hasta llegar a la superficie de la estrella progenitora (véase la Fig. 1).

El máximo factor de Lorentz alcanzado por los modelos cuando alcanzan la superficie de la estrella es ~ 30. Durante la propagación a través del medio externo se produce una mayor aceleración tanto del fluido del haz como de la onda de choque delantera del chorro. Esta aceleración es mayor en la dirección lateral que en la longitudinal (respecto al eje del chorro). No obstante, los resultados dependen fuertemente del ritmo de deposición de energía y del perfil del gradiente del medio externo.

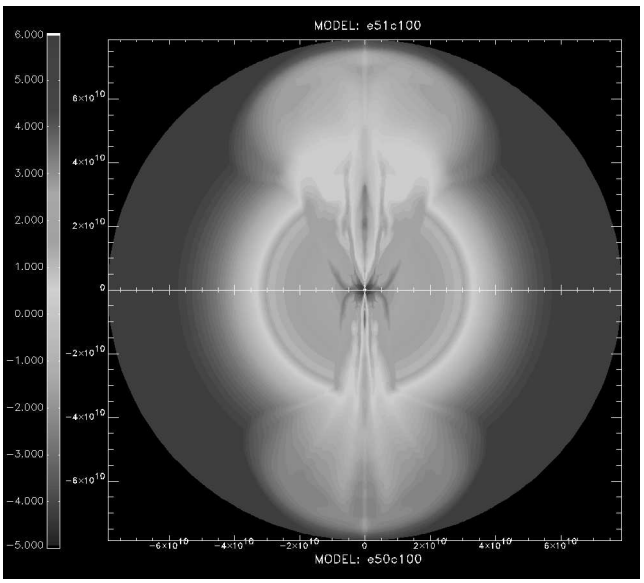


Fig. 1. Valores finales del logaritmo de la densidad de masa en reposo para dos valores diferentes del ritmo de deposición de energía: $10^{51}\,\mathrm{erg\,s^{-1}}$ (arriba) y $10^{50}\,\mathrm{erg\,s^{-1}}$ (abajo).

INTEGRAL Field Spectroscopy at the WHT of M 31, M 32 and NGC 1068: Kinematics and Stellar Populations

Carlos del Burgo Díaz delburgo@iap.fr, cburgo@ll.iac.es

Director/es: Santiago Arribas y Evencio Mediavilla
Centro: Instituto de Astrofísica de Canarias
Lectura: 24 de marzo de 2000

La espectroscopía bidimensional con fibras ópticas es una técnica reciente que permite obtener simultáneamente la información espacial y espectral de un objeto extenso. Esta técnica puede ser aplicada en varios campos de la Astrofísica como, por ejemplo, las regiones circumnucleares de galaxias. En esta Tesis analizamos los resultados obtenidos en este área con un nuevo sistema de fibras ópticas (INTEGRAL) para llevar a cabo espectroscopía bidimensional en el WHT. En el desarrollo de este instrumento hemos realizado algunas pruebas para su caracterización y algunos programas para la reducción de los datos. Hemos aplicado este nuevo instrumento para el estudio de la cinemática de la componente estelar y del gas ionizado en las regiones circumnucleares de dos galaxias muy bien estudiadas (M 31 y NGC 1068). No sólo hemos confirmado algunos resultados previos sino que también hemos obtenido otros nuevos acerca de la distribución y la cinemática estelar y gaseosa de estas galaxias.

Hemos descubierto emisión en Hβ, [O III]$\lambda\lambda$4959,5007, Hα y [N II]$\lambda\lambda$6548,6584 en la región interna de M 31 a partir de datos obtenidos con INTEGRAL y otro sistema similar (2D_FIS). El gas ionizado parece tener una distribución irregular con nubes muy densas que presentan características LINER o intermedias entre LINER y Seyfert. Estas nubes podrían estar formando un disco en un plano próximo o casi coincidente con el estelar. Sin embargo, las estrellas y el gas ionizado en la región con r<10″ están desacoplados cinemáticamente: a) las estrellas están rotando rápidamente (ver Fig. 1) alrededor de un objeto central muy masivo, y b) las nubes de gas ionizado están probablemente sujetas a fuertes movimientos radiales. También hemos encontrado diferencias en metalicidad y edad entre la región nuclear y el bulbo de M 31 (datos de rendija larga de Trager et al. 1998), que sugieren que hubo un brote estelar hace unos 5 Giga-años en su región circumnuclear. Las diferencias en la cinemática estelar obtenida en el rango azul (∼5000 Å) y el rojo (∼8000 Å) están de acuerdo con una mayor concentración de estrellas más masivas hacia el centro de M 31. Para concluir, la alta ionización observada en esta galaxia es un resultado destacable teniendo en cuenta que no hay evidencias de un núcleo Seyfert. Este resultado favorece la existencia de un "cuásar muerto" en el centro de M 31 y resalta el carácter híbrido del fenómeno LINER.

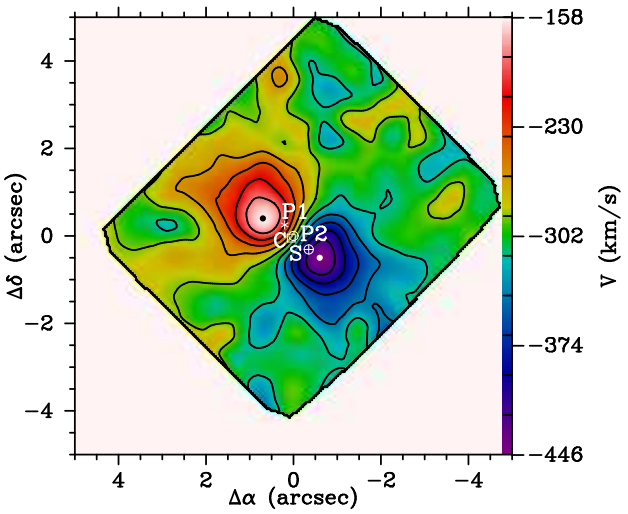


Fig. 1. Campo de velocidad estelar en M 31 obtenido mediante el método de correlación cruzada en el rango espectral $\lambda\lambda$5100–5400 Å a partir de espectros obtenidos con el haz SB1 de INTEGRAL. P1, P2, C y S se corresponden con el pico más brillante (asterisco) y secundario (círculo) en el visible, el centro cinemático (cuadrado) y el máximo de dispersión de velocidades (círculo con una cruz), respectivamente. La velocidad sistémica de M 31 es de -300 km s^{-1}.

Respecto a NGC 1068, hemos obtenido espectroscopía bidimensional de su región nuclear en el extremo rojo del visible con alta resolución espacial. Hemos analizado las peculiares características del gas ionizado a partir de la línea de emisión [S III]λ9069 y la cinemática estelar a partir del triplete de calcio. Estas líneas no están muy afectadas por el polvo que alberga NGC 1068. Nuestra descomposición multi-Gausiana del perfil de la línea de [S III]λ9069 indica la presencia de ocho componentes de gas ionizado en la región nuclear de NGC 1068. Una de ellas es muy ancha (σ ∼1000 km s^{-1}) y las otras muestran anchuras intermedias (σ ∼200 km s^{-1}). El gas ionizado parece estar influido por fuertes movimientos radiales con un origen a 1.5″ del pico del continuo. Nuestros resultados confirman que las estrellas dentro de los 5″ centrales están rotando alrededor de un eje desplazado con respecto a aquel de las más externas (r> 10″). Las estrellas también presentan un mínimo en su campo de dispersión de velocidades que está próximo al pico del continuo. Además, los centros de las isofotas están desplazados a lo largo del eje NE, hasta 0.3″ entre la isofota con 3.25″ de semieje mayor y el pico del continuo. Estas características cinemáticas y morfológicas respaldan la hipótesis de un proceso de fusión menor en NGC 1068.

Finalmente, hemos incluido a modo de apéndice un estudio de poblaciones estelares de la muy bien conocida galaxia elíptica M 32 a partir de los datos obtenidos con 2D_FIS. De acuerdo a nuestro análisis, esta galaxia presenta una edad intermedia de unos 4 Giga-años y una metalicidad parecida a la solar en su región interna (9″×12″).

Cinemática y poblaciones estelares en galaxias compactas azules

Armando Gil de Paz gil@astrax.fis.ucm.es

Director/es: Jaime Zamorano Calvo
Centro: Departamento de Astrofísica, Universidad Complutense de Madrid
Lectura: 19 de junio de 2000

En esta tesis doctoral se ha estudiado la historia de la formación estelar y cinemática del gas ionizado en la galaxia Mrk 86, prototipo de las galaxias compactas azules o galaxias BCD (del inglés *Blue Compact Dwarfs*). Se obtuvieron imágenes en diferentes bandas ($BVRJHK$, Hα, [O III]λ5007Å) así como espectros ópticos de resolución intermedia y alta e imágenes de interferometría Fabry-Pérot en la línea Hα. La existencia de un gran número de regiones de formación estelar en esta galaxia nos permitió indagar sobre los posibles mecanismos de activación y propagación de la formación estelar en las galaxias BCD.

En primer lugar se desarrollaron un conjunto de modelos de síntesis evolutiva que incluyen la contribución de una población subyacente y un brote de formación estelar reciente. La importancia relativa de ambas componentes fue parametrizada por la fuerza de brote, definida como el cociente relativo entre la masa de brote de formación estelar y la masa total. Se desarrolló, así mismo, un novedoso procedimiento de comparación entre nuestros observables y las predicciones de los modelos de síntesis evolutiva basado en el uso combinado de simulaciones de Monte Carlo, un estimador de máxima verosimilitud, análisis de agrupamiento jerárquico de conexión simple y análisis de la componente principal (PCA). La medida de los colores y flujos de líneas de emisión (tanto fotométricos como espectroscópicos) y su posterior comparación con nuestros modelos nos permitieron derivar las edades, fuerzas de brote, abundancias metálicas y masas estelares de las regiones de formación estelar de esta galaxia. Se estudiaron también las propiedades de la población estelar subyacente a partir del análisis de los diferentes perfiles de color.

Finalmente, mediante las observaciones de espectroscopía óptica y de interferometría Fabry-Pérot se obtuvo el campo de velocidad radial del objeto. A partir de dicho campo y del perfil de masa reconstruido para esta galaxia, se extrajeron importantes conclusiones respecto a la distribución del gas ionizado.

En este trabajo hemos podido determinar la presencia inequívoca en este objeto de una población estelar evolucionada (5-9$\times10^9$ años) sobre la que se localizan hasta un total de 71 regiones de formación estelar de entre 5 y 12 millones de años de edad y fuerza de brote de entre el 1 y el 5% con metalicidad entre 1/20 y 1/5 la abundancia solar.

La distribución espacial que se muestra en la figura 1 y las edades deducidas para las regiones de formación estelar sugieren la existencia de un único mecanismo de activación de la formación estelar a gran escala.

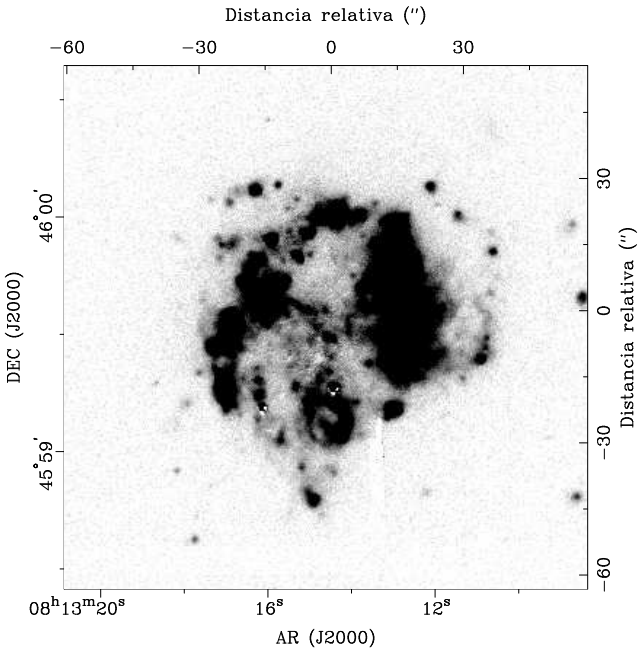


Fig. 1. Imagen Hα de la galaxia Mrk 86 obtenida con la cámara WFC del telescopio INT. El origen de distancias relativas se corresponde con la posición del centro de las isofotas más externas en banda R.

La diferencia de edad y distancia entre estas regiones y la componente *starburst* localizada en la región central de esta galaxia (sólo visible en imágenes de continuo) indica que dicha componente en su evolución dió lugar a la formación de un toroide de gas neutro denso que albergaría la actividad de formación estelar observada en la actualidad. Esta hipótesis se ve reforzada por el hecho de que el análisis del mapa de velocidad radial obtenido muestre que el gas ionizado se encuentra distribuido en un anillo inclinado unos 30° ó 40° respecto al plano del cielo.

Finalmente se aplicaron los modelos de síntesis evolutiva y procedimientos de comparación entre observables y modelos descritos anteriormente a una muestra de galaxias con formación estelar del Universo Local extraída de la exploración de la Universidad Complutense de Madrid (UCM). Se obtuvieron imágenes ópticas (Gunn-r) e infrarrojas (J y K) de un total de 67 galaxias de esta exploración, deduciéndose edades para los brotes de formación estelar de entre 2 y 12 millones de años, con fuerzas de brote del orden del 1% y masas estelares totales para las galaxias de 10^9-10^{11} M$_\odot$. Este trabajo pone de manifiesto que dichas galaxias tienen propiedades intermedias en masa y tasa de formación estelar específica entre las galaxias espirales relajadas del Universo Local y las galaxias BCD con formación estelar más violenta.

Radioemisión de supernovas y astrometría de alta precisión

Miguel Ángel Pérez Torres miguel@vlbi.uv.es

Director/es: Juan María Marcaide Osoro
Centro: Departamento de Astronomía y Astrofísica – Universidad de Valencia
Lectura: 26 de noviembre de 1999

Esta tesis consta de dos partes independientes, cada una de las cuales pretende ser una aportación importante a un área de investigación. La primera parte está dedicada a la astrometría diferencial sobre grandes distancias angulares, usando la técnica de interferometría de base muy larga (VLBI). En particular, se describen los resultados de un experimento de VLBI diseñado para medir con precisión mayor que 1 milisegundo de arco (mas) la separación angular entre las radiofuentes extragalácticas QSO 1150+812 y BL Lac 1803+784 ($\sim$15°), es decir, un precisión relativa mayor que 2 partes en 10^8.

Las radiofuentes se observaron con una red intercontinental de radiotelescopios, grabando a 2.3 y 8.4 GHz simultáneamente. Para alcanzar una precisión mayor que 1 mas, se ha modelado con gran exactitud la rotación de las franjas interferométricas usando los modelos más precisos de los parámetros de orientación terrestre (precesión, movimiento de los polos, nutación), proporcionados por el Servicio Internacional de Rotación Terrestre (IERS). Con ayuda de este modelo se han conectado los retrasos de fase, para cada radiofuente y frecuencia. Tras la conexión, se han corregido los retrasos de fase de contribuciones varias, incluyendo las debidas al medio de propagación (principalmente la troposfera y la ionosfera), así como a la opacidad interna y a efectos de estructura en las radiofuentes. Finalmente, se han usado los retrasos de fase diferenciales para determinar las coordenadas de 1803+784 respecto a las de 1150+812 (dentro del sistema de referencia de IERS) con un error estándar de $\sim$0.6 mas en cada coordenada. Asimismo, se han derivado valores del contenido total de electrones (TEC) a partir de datos GPS, para cada una de las líneas de visión antena-radiofuente, permitiendo así determinar de manera independiente la contribución de la ionosfera a los retrasos de fase. Las estimaciones de la separación angular de las radiofuentes coinciden, en ambos métodos, dentro de una desviación estándar.

En resumen, estos resultados astrométricos demuestran la posibilidad de aplicar técnicas diferenciales a los retrasos de fase para determinar con precisión mayor que 1 mas la separación de fuentes que se encuentran a distancias de hasta 15° en el cielo. Esto representa una mejora de la situación previa de la técnica en casi un factor 3, lo que permite abordar investigaciones hasta ahora inasequibles. De hecho, se ha comenzado a aplicar la técnica a una escala global con la intención de construir un sistema de referencia cuasi-inercial (con precisión mayor que el milisegundo de arco) basado en núcleos estacionarios de radiofuentes extragalácticas, y así comprobar definitivamente el modelo estándar de chorros en dichas radiofuentes.

La segunda parte de esta tesis está dedicada al estudio de la radioemisión de supernovas. Se ha centrado el estudio en la supernova de tipo II SN 1993J, en M81, ya que es la supernova mejor muestreada a frecuencias de radio, lo que la convierte en un laboratorio perfecto donde comprobar modelos de radioemisión en supernovas. En la tesis se describe un código numérico que simula la emisión sincrotrón de una supernova, con el objetivo de profundizar en el conocimiento físico de la interacción supernova–medio circunestelar. Siguiendo el modelo analítico de Chevalier (modelo estándar de interacción) se ha supuesto que la radioemisión sincrotrón se origina en la concha esférica creada por el choque del material eyectado con el medio circunestelar (CSM), y que la supernova se expande de modo autosimilar y con simetría esférica. En el modelo estándar, se supone que la radioemisión es únicamente absorbida por el plasma ionizado del CSM. Como no hay ninguna razón a priori por la que la *autoabsorción sincrotrón* se deba despreciar, ésta se ha incluido también en el código. Asimismo, se han tenido en cuenta pérdidas radiativas (por emisión sincrotrón) y pérdidas por expansión de la supernova. El código reproduce fielmente las curvas de luz (radio) de la SN 1993J. Teniendo en cuenta las limitaciones impuestas por todas las observaciones existentes, se han ajustado todas las curvas de luz de la supernova utilizando sólo cinco parámetros, lo que supone un notable avance respecto a la situación precedente. Los parámetros libres utilizados han sido el índice de la distribución relativista de electrones, la razón tasa de pérdida de masa (de la estrella progenitora) frente a la velocidad del viento estelar, y los valores iniciales de la función de electrones inyectados, de la energía mínima de corte de los electrones y del campo magnético.

Entre los resultados obtenidos, hay que destacar los siguientes: 1) Los elevados campos magnéticos iniciales ($B \approx 30$ G) favorecen teorías en las que el campo magnético es amplificado *in situ* debido a la existencia de turbulencias en la corteza esférica de la supernova. 2) La existencia de una energía de corte mínima en épocas tempranas ($E_{\rm rel} \approx 90\, m_{\rm e}c^2$) implica que, inicialmente, sólo una parte de los electrones relativistas participa en la emisión, y que éstos deben ser reacelerados constantemente. 3) El viento estelar de la estrella progenitora es elevado ($\approx 8.5\,{\rm M}_\odot$/año para $v_w = 10$ km s^{-1}). 4) El medio circunestelar domina la absorción de la radioemisión en épocas muy tempranas, mientras que es la autoabsorción sincrotrón el proceso dominante (a frecuencias cada vez más bajas) a medida que la supernova va envejeciendo. Como la SN 1993J es una supernova canónica (procede de una gigante roja con un intenso viento estelar) se sigue que la autoabsorción sincrotrón debe jugar un papel importante en prácticamente todas las radiosupernovas.

Formación y evolución de nebulosas protoplanetarias: el caso de OH 231.8+4.2

Carmen Sánchez Contreras sanchez@oan.es

Director/es: Valentín Bujarrabal Fernández
Centro: Observatorio Astronómico Nacional
Lectura: 20 de junio de 2000

Esta tesis doctoral trata el problema de la formación y evolución de las Nebulosas Protoplanetarias (PPNe), objetos que están efectuando la transición entre la Rama Asintótica de las Gigantes (AGB) y la fase de Nebulosa Planetaria (PN). Una parte importante de este trabajo se ha centrado en un objeto particularmente interesante, la PPN OH 231.8+4.2, cuyo estudio consideramos clave para esclarecer múltiples aspectos relacionados con la drástica evolución de las envolturas circunestelares asociadas a estrellas de tipo solar en sus últimas fases. Esta fuente muestra numerosos signos de que la veloz evolución post-AGB ha comenzado recientemente. Es más, podría encontrarse precisamente en un breve estadio evolutivo en el cual se determina la fuerte evolución hacia la fase de PN. Además, OH 231.8+4.2 posee una gran extensión angular, casi $60''$, en contraste con los pequeños tamaños típicos de las PPNe, entre ~ 5 y $20''$, lo cual constituye una gran ventaja observacional. Por otro lado, importantes parámetros como la distancia, luminosidad e inclinación de la fuente, se conocen relativamente bien en este caso, lo que no es en absoluto frecuente entre las pocas PPNe conocidas.

Para OH 231.8+4.2 hemos llevado a cabo un estudio detallado de la dinámica y propiedades físicas y químicas del gas circunestelar de baja y alta excitación que se ha basado en observaciones en diferentes rangos espectrales y que han requerido el empleo de diferentes técnicas de observación y métodos de análisis teóricos.

Por un lado, hemos estudiado la envoltura molecular de OH 231.8+4.2, que comprende la mayor parte de la masa en este objeto, a partir de observaciones de la emisión del monóxido de carbono (^{12}CO y ^{13}CO) en el rango de las ondas milimétricas tanto de antena única como interferométricas. De este trabajo hemos obtenido la distribución de masa y la cinemática en la nebulosa, lo que ha proporcionado, en último término, su dinámica con gran precisión ($\sim 1''$). Hemos complementado las observaciones de la componente molecular de OH 231.8+4.2 con imágenes en el infrarrojo próximo de la nebulosa de reflexión. El análisis conjunto de los datos ha permitido extraer importantes conclusiones acerca de cúando se originó y cómo transcurre el proceso de interacción de vientos "post-AGB" así como sus efectos, determinantes en la subsecuente evolución hacia la fase de PN.

La rica y peculiar química molecular presente en OH 231.8+4.2 ha sido estudiada basándonos en observaciones de antena única e interferométricas en el rango de las ondas milimétricas de varias especies moleculares (HCO^+, $H^{13}CO^+$, CS, SiO —térmico y máser—, HCN, HNC, $H^{13}CN$, NS, SO y SO_2). Nuestros datos proporcionan la distribución espacial y cinemática de las diferentes moléculas observadas a lo largo de la nebulosa, en algunos casos con gran precisión ($\sim$ 2–4$''$). El análisis de los datos ha incluido la obtención de la variación espacial de abundancias y la consideración de diferentes mecanismos de activación de la química posibles en OH 231.8+4.2, permitiéndonos concluir que los choques generados en la interacción de vientos juegan un papel determinante sobre la química en esta fuente.

La física de la componente gaseosa con mayor excitación de OH 231.8+4.2 ha sido deducida a partir de observaciones en el óptico (imagen directa y espectroscopía de rendija larga) que han permitido conocer en detalle la distribución y cinemática de esta componente, así como su excitación. Nuestros datos confirman que la excitación del gas atómico en OH 231.8+4.2 se debe al paso de ondas de choque, hecho que se relaciona con la interacción de vientos "post-AGB". A partir del análisis del espectro de líneas de emisión en el óptico hemos podido determinar las principales características de los choques así como entender cómo transcurrió la evolución de los mismos en su propagación por la nebulosa. La combinación de la información proporcionada por nuestros datos ópticos y de la emisión molecular permiten describir de manera global la evolución de este objeto en los últimos ~ 5000 años.

Esta tesis doctoral también ha incluido el estudio del polvo frío en envolturas circunestelares en estrellas evolucionadas (principalmente PPNe y PNe) a través de su emisión de continuo a 1.3 mm. Nuestros datos constituyen la primera cartografía del continuo milimétrico en PPNe, proporcionando la distribución de la componente formada por granos fríos, así como su masa total y su temperatura. Así mismo nuestros datos permiten establecer un rango típico de variación para el tamaño de los granos de polvo circunestelares.

Finalmente, una parte de este trabajo de investigación se ha dedicado a los objetos progenitores de las PPNe, las estrellas AGB, cuyo estudio es necesario para entender muchas de las propiedades observadas de las PPNe y PNe. En particular, hemos abordado el problema de la emisión, anormalmente débil, de la transición máser v=2 J=2–1 del monóxido de silicio (SiO). Este trabajo se ha basado en observaciones de antena única de varias transiciones máser de SiO para una amplia muestra de envolturas circunestelares AGB oxigenadas y de tipo S (con abundancias de carbono y oxígeno similares). Los datos han sido tratados estadísticamente estableciendo de forma clara la relación entre la intensidad del máser v=2 J=2–1 y el tipo químico de la envoltura circunestelar. Nuestros cálculos de la excitación y el tratamiento de la transferencia radiativa han permitido establecer el origen de la anomalía y explicar otras propiedades del máser de SiO.

Periodismo científico: la Astronomía en titulares de prensa

Carmen Del Puerto Varela cpv@ll.iac.es

Director/es: Francisco Sánchez Martínez y Alfonso Nieto Tamargo
Centro: I.A.C. (Instituto de Astrofísica de Canarias)
Lectura: 10 de mayo de 2000

En esta tesis se aborda el periodismo científico, una práctica periodística muy joven en España (los primeros suplementos de ciencia y tecnología en la prensa española aparecieron en los años ochenta) y sobre todo como disciplina académica (recientemente incorporada como asignatura, optativa en la mayoría de los casos, a los programas de algunas facultades de Ciencias de la Información o Comunicación).

El estudio epistemológico y multidisciplinar realizado en este trabajo de investigación revela la necesidad de la especialización periodística, sobre todo en el campo de la ciencia y la tecnología. Se demuestra aquí que el periodismo científico cumple una función social como difusor de la cultura científica, tan omnipresente en la sociedad de fin de milenio. Se trata de una especialidad con problemas propios, no ajena a las nuevas tecnologías de la información y que tendrá un peso específico cada vez mayor en los medios de comunicación del siglo XXI.

Tras el análisis de las encuestas, entrevistas y seguimiento de prensa realizados (especialmente en los diarios Abc y El País), destaca la presencia creciente de la Astronomía y especialidades afines en los medios. El Telescopio Espacial Hubble (*HST*) y el Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC) tienen mucho que ver con este incremento de noticias astronómicas, reflejado en los titulares de prensa. La Astronomía se revela, además, como una ciencia con un lenguaje propio, que ha sabido exportar a otros contextos muy diferentes, y una terminología aún por normalizar en castellano, que justifica la creación de una comisión especial para ello.

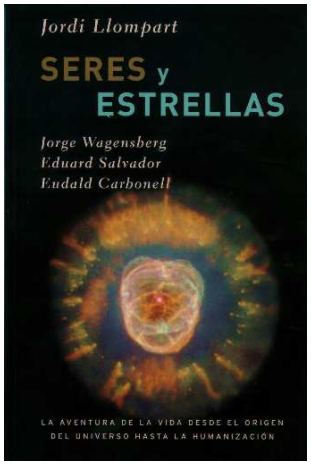
El estudio detallado de casos concretos de términos astronómicos acuñados en este siglo –Big Bang, agujero negro, cuásar, púlsar, enana marrón y Gran Atractor– incluida su historia y su aparición más o menos frecuente en la prensa española, pone de manifiesto que su éxito depende en gran medida de su propio poder de atracción y comunicación, y no tanto de su adecuación científica.

La evolución y repercusión del término "Cosmosomas", acuñado en el IAC como experimento para esta tesis, ha servido para avanzar en el entendimiento de los mecanismos de implantación de los nuevos términos en la comunidad científica. Resulta un privilegio para los centros de vanguardia la posibilidad de enriquecer el lenguaje científico con palabras de su propio idioma. El IAC destaca como un centro de investigación implicado, también, en la divulgación de la ciencia e impulsor del periodismo científico, especialmente en su entorno geográfico más inmediato.

Reseñas de libros

Seres y estrellas

Autor/es: Jordi Llompart, Jorge Wagensberg, Eduard Salvador y Eudald Carbonell
Editorial: Plaza y Janés
Páginas: 156 **ISBN:** 84-01-37681-5
Precio: 2750 pesetas, 16.53 euros



Este es un libro de divulgacion un tanto atípico en más de un sentido. Por una parte, el cuarteto de autores es muy interdisciplinar: un periodista (Jordi Llompart), un físico teórico (Jorge Wagensberg), un astrofísico (Eduard Salvador) y un biólogo (Eudald Carbonell). Por otra parte, no está concebido siguiendo los esquemas clásicos de "libro de texto sin fórmulas", "recopilación de fotos con explicaciones" o "narrativa histórica" sino que, de inspiración socrática, está redactado en forma de diálogo entre el periodista y los científicos.

El texto saca un gran partido de la interdisciplinariedad de los autores combinando la capacidad de comunicación de Jordi Llompart con el rigor científico aportado por el resto de firmantes. En él se repasa la historia del Universo en un sentido más amplio del habitual, incluyendo no sólo su historia "astrofísica" sino también la historia de la vida y del ser humano.

El libro se inicia con tres diálogos entre Jordi Llompart y cada uno de los otros autores. El primero de ellos, con Eduard Salvador, se dedica a la Cosmología y Astrofísica, discutiendo sobre el *Big Bang*, la formación de galaxias, estrellas y planetas. Este diálogo enlaza con el siguiente, con Jorge Wagensberg, sobre el origen y evolución de la vida en la Tierra desde el punto de vista de la termodinámica de procesos irreversibles. En el tercer diálogo Eudald Carbonell nos ilustra sobre la historia del linaje evolutivo del "Homo Sapiens".

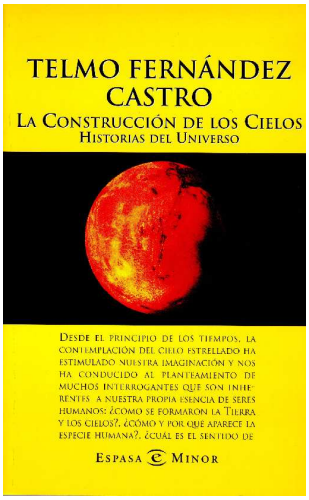
La obra se cierra con un diálogo libre entre todos los autores sobre temas más abiertos, incluyendo cuestiones como el futuro de la humanidad y el concepto de tiempo, rozando en algunas ocasiones la metafísica.

En conclusión, se trata de un libro recomendable para lectura y también para regalar a familiares o amigos con curiosidad científica, aun a riesgo que después de leerlo nos inunden de preguntas "difíciles" sobre los temas más diversos.

Xavier Luri Carrascoso xluri@am.ub.es

La Construcción de los Cielos: Historias del Universo

Autor/es: Telmo Fernandez Castro
Editorial: Espasa-Calpe, colección "Espasa Minor"
Páginas: 320 **ISBN:** 84-239-6488-4
Precio: 975 pesetas, 5.86 euros



El libro que comentamos es una nueva edición, en formato de bolsillo, del que con un título similar ("Historias del Universo") publicó en 1997 Espasa-Calpe en su colección "Espasa Hoy". El título ha cambiado con respecto al de la edición inicial, y realmente "La Construcción de los Cielos" refleja de una forma más fiel lo que podemos ver si nos paseamos por los contenidos.

El libro es un recorrido cronológico, en tres secciones y 17 capítulos que nos da de una forma amena pero a la vez rigurosa, información de cómo, desde el principio de la civilización, los hombres han ido construyendo paso a paso a través de la observación y la imaginación sus teorías acerca de lo que les mostraba el cielo. La primera seccion, "El Universo a traves de los ojos y la mente" nos lleva desde los primeros astrónomos de la Edad de Piedra hasta la época de Nicolás Copérnico y Tycho Brahe. La segunda sección, "Una forma 'diferente' de mirar el cielo", comienza con Galileo Galilei y el autor ha querido hacer una muesca en este momento de la historia, ya que a partir de esta época el telescopio comienza a ser un elemento fundamental para los astrónomos. Un paseo desde lo que se conocía en el siglo XVII nos lleva a repasar hitos fundamentales de la Astronomía como son el enunciado de la ley de la gravitación universal, el descubrimiento de las galaxias y la expansión del Universo. La tercera parte del libro, "Los nuevos límites del Universo" describe algunos de los temas más candentes de la investigación actual en Astrofísica, como la teoría del *Big Bang*, los agujeros negros o la búsqueda de planetas extrasolares y de vida inteligente fuera del sistema solar.

Es este un libro interesante de leer y que puede servir como referencia para muchos trabajos. Telmo Fernández ha hecho una exhaustiva búsqueda bibliográfica tanto histórica como científica y cada capítulo está cuidado al máximo. Al final del volumen podemos encontrar una lista de referencias de lectura recomendada, un glosario, útil incluso para los expertos y un muy detallado índice de palabras. Las 47 ilustraciones, muy cuidadas y con gran enfoque pedagógico son de Toño Bernedo.

Benjamín Montesinos Comino bmm@laeff.esa.es

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

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

http://sea.am.ub.es