



Boletín

Sociedad
Española de
Astronomía

ISSN 1575-3476
Depósito legal M-18326-1999
Volumen 1, Número 3, enero 2000

Contenidos

Editorial	i
Sobre las listas de la SEA	ii
<i>La comisión de información</i>	
Astronomía en Centroamérica	iii
<i>Jaime Zamorano Calvo</i>	
El <i>Very Large Telescope</i> se convierte en realidad	iv
<i>Fernando Comerón Tejero</i>	
La formación de la Vía Láctea	1
<i>Emilio J. Alfaro Navarro</i>	
Enanas marrones y planetas extrasolares	9
<i>María Rosa Zapatero Osorio</i> <i>Eduardo L. Martín Guerrero</i>	
Tesis doctorales	ix
Formación estelar en galaxias dominantes de cúmulos	ix
<i>Nicolás Cardiel López</i>	
Close Approaches of Stars to the Solar System Based on <i>Hipparcos</i> Data	x
<i>Joan García Sánchez</i>	
Algunos aspectos de la morfología y cinemática de galaxias espirales	xi
<i>Jorge Jiménez Vicente</i>	
Stellar Populations in the Local Group Dwarf Galaxies NGC 185 and Phoenix	xii
<i>David Martínez Delgado</i>	
Gas ionizado y formación estelar en galaxias Wolf-Rayet	xiii
<i>David Israel Méndez Alcaraz</i>	
Evolución de protoestrellas de neutrones y colapso gravitacional de configuraciones metaestables .	xiii
<i>José A. Pons Botella</i>	
Non-LTE Inversion of Spectral Lines and Stokes Profiles	xiv
<i>Héctor Socas Navarro</i>	
Reseñas de libros	xvi
Highlights of Spanish Astrophysics	xvi
<i>Javier Gorgas García</i>	
La historia del Sol y el cambio climático	xvi
<i>Valentín Martínez Pillet</i>	

Comité Editorial

Agustín Sánchez-Lavega (Coordinador)

wupsalaa@bicc00.bi.ehu.es

Antonio Alberdi Odriozola

antxon@iaa.es

Fernando Moreno Insertis

fmi@ll.iac.es

Rafael Rebolo López

rrl@ll.iac.es

Jordi Torra Roca

jordi@am.ub.es

Jaime Zamorano Calvo

jaz@astrax.fis.ucm.es

Editores

Benjamín Montesinos

bmm@laeff.esa.es

Javier Gorgas

fjg@astrax.fis.ucm.es

Xavier Luri

xluri@am.ub.es

Ignasi Ribas

iribas@am.ub.es

Sociedad Española de Astronomía

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

Comisión de Información

cinfo@sea.am.ub.es

Editorial

Teneis en vuestras manos el primero de los dos números que editaremos en el año 2000, el último del milenio, por mucho que el bombardeo desde los medios de comunicación –y desde fuera de ellos– haya sido atosigante en la dirección contraria. Aunque el asunto no es para tomárselo demasiado en serio, como bien dice el escritor uruguayo Eduardo Galeano en su cuento *Recordando*, “... porque nuestro 2000 es el 1378 de los musulmanes, el 5113 de los mayas y el 5761 de los judíos... el tiempo se burla de los límites que le inventamos para creernos que él nos obedece; pero el mundo entero celebra y teme esta frontera...”. De todos modos, feliz cambio de dígitos a todos los socios de la SEA y los mejores deseos de parte de los editores y del Comité Editorial.

Un año más que no deja de traer claroscuros en todas las áreas de la ciencia y en particular en la Astronomía. Entre las buenas noticias está la puesta en marcha de nuevas instalaciones que prometen interesantes resultados. Muy cercano a nosotros tenemos el Telescopio Nazionale Galileo, en el observatorio del Roque de los Muchachos; un poco más alejado, en Cerro Paranal, Chile, el primer telescopio de los cuatro que componen el *Very Large Telescope* (VLT) ha entrado ya en funcionamiento y, por último, el 10 de diciembre de 1999 se lanzó el observatorio europeo de rayos X, *X-Ray Multi-Mirror Telescope* (XMM) que ya ha alcanzado su órbita operativa y que, a la hora de escribir este editorial, se encuentra en fase de pruebas y puesta a punto. Otra muy buena noticia es la publicación de las contribuciones presentadas en la III Reunión Científica de la SEA¹. Al final del Boletín podeis encontrar una reseña acerca del libro. Esperamos que esta publicación tenga la continuidad que se merece en futuras reuniones.

Desafortunadamente nada es perfecto, y hay situaciones sangrantes, como por ejemplo la de los investigadores pre- y postdoctorales en relación a su disfrute –¡o peor aun, a su no disfrute!– de las prestaciones de la Seguridad Social, tal y como hemos podido apreciar en los mensajes de varios de estos investigadores enviados a la lista de discusión de correo electrónico de la SEA. La escasez de plazas estables o de contratos de larga duración, frente a la gran cantidad y calidad de astrónomos españoles que en los últimos cinco o diez años han completado sus tesis doctorales y aun continúan en el mundo de la investigación con contratos o becas, es otro de los problemas más acuciantes. Nada de lo que hemos citado en este párrafo parece tener una solución inmediata y desde el marco de la SEA ponemos sobre la mesa estos problemas para contribuir en la medida de lo posible a encontrar vías de escape satisfactorias.

Como veis, en esta nueva etapa del boletín seguimos con la tónica de ofrecer dos extensos artículos de revisión en cada número. En este caso versan sobre la formación de la Vía Láctea y sobre enanas marrones y planetas extrasolares. Agradecemos de verdad el esfuerzo invertido por los autores en dar a conocer de una forma directa, y sin perder por ello el rigor, los temas tratados. También presentamos una descripción completa del proyecto VLT así como los ya tradicionales resúmenes de las tesis doctorales.

Los editores

¹Kluwer Academic Publishers (Volumen 263, 1–4, de *Astrophysics and Space Science*)

Sobre las listas de la SEA

Las listas de la SEA se han ido consolidado como un instrumento habitual de comunicación entre los miembros de la Sociedad y actualmente canalizan un tráfico notable de noticias y mensajes. Sin embargo, para mantener su utilidad e interés es necesario que entre todos realizemos un esfuerzo para usarlas correctamente. Por ello, recordamos aquí su definición y normas de uso.

Actualmente existen dos listas de distribución general en la SEA:

Noticias (`noticias@sea.am.ub.es`) es la lista oficial de mensajes y noticias de la SEA. La distribución no es automática sino que está supervisada por el secretario de la SEA.

Discusión (`discusion@sea.am.ub.es`) es la lista abierta de discusión de la SEA. Lo que se manda a esta lista es distribuido automáticamente sin ser sometido a ningún control y, por tanto, los remitentes son los únicos responsables de su contenido.

Actualmente la lista de discusión recibe muchos anuncios de plazas y puestos de trabajo, lo cual nos parece muy positivo y os animamos a seguir mandando este tipo de información. Sin embargo nos permitimos sugeriros que, a no ser que el mensaje sea de gran urgencia y deba distribuirse lo más rápido posible, mandéis estos anuncios a la lista de noticias, reservando la lista de discusión para intercambiar opiniones sobre cualquier tema o para recabar información. De esta forma, quien no esté interesado en las discusiones de esta lista podrá darse de baja y, al mismo tiempo, seguirá recibiendo este tipo de información a través de la lista de noticias. Por otra parte, aprovechamos la ocasión para recordar las normas de utilización de la lista de discusión, que hemos transcrito al final de esta sección.

Asimismo os recordamos que existe la posibilidad de dar de alta otras listas de difusión más restringida, dedicadas a temas concretos. Este es el caso de la lista dedicada a la elaboración de un léxico astronómico en español (`lexico@sea.am.ub.es`). Si estais interesados en crear una lista no dudeis en contactar con nosotros.

La comisión de información

NORMAS PARA UNA CORRECTA UTILIZACIÓN DE LA LISTA DE DISCUSIÓN

La suscripción a la lista de discusión está restringida a los miembros de la SEA. Si es su deseo, cada miembro de la SEA puede darse de baja en cualquier momento (ver más abajo). La JD de la SEA se reserva el derecho de dar de baja de la lista a aquellos suscriptores que envíen mensajes ofensivos o injuriosos para terceros.

– No enviar peticiones de baja a la lista.

Para daros de baja de la lista enviad un mensaje a la dirección `majordomo@sea.am.ub.es` y en el cuerpo del mensaje poned

`unsubscribe discusion`

Si hay algun problema para darse de baja contactad con el administrador de la lista en `owner-discusion@sea.am.ub.es`

– No enviar a la lista preguntas sobre su funcionamiento.

En caso de dudas a este respecto, enviad un mensaje a `majordomo@sea.am.ub.es` que contenga una única línea con la palabra `help`. Si ésto no resuelve las dudas contactad con el administrador de la lista en `owner-discusion@sea.am.ub.es`.

– No enviar grandes ficheros a la lista.

La distribución de mensajes de más de 10K está restringida. Si hay interés en hacer llegar un fichero a los suscriptores es mejor ponerlo en un FTP anónimo y mandar un mensaje indicando donde encontrarlo.

– Procurad incluir un “Subject” descriptivo del contenido del mensaje.

– Cuando se realice una consulta, procurad indicar que os contesten por correo privado (no a la lista). Si el tema es de interés general, podeis mandar luego un resumen de las respuestas que os hayan llegado.

– En caso de que un tema genere un intercambio abundante de mensajes pero que sólo sea de interés para un grupo pequeño de suscriptores, procurad continuar la discusión entre vosotros, al margen de la lista.

– En las respuestas a mensajes de la lista en las que citeis parte del mensaje original, procurad poner sólo lo imprescindible para saber de lo que se está hablando. No es apropiado citar un mensaje entero para sólo decir al final “Estoy de acuerdo”.

– Deben evitarse las confrontaciones personales y las interpelaciones.

Astronomía en Centroamérica

Desde hace algunos años la astrónoma María Cristina Pineda de Carías está liderando un enorme esfuerzo encaminado a establecer los estudios y la investigación en Astronomía en Centroamérica. Esta profesora de la Universidad Nacional Autónoma de Honduras (UNAH) decidió, durante su visita a la Universidad Complutense en 1992 en una estancia de año sabático, implantar la Astronomía en los estudios de la UNAH. Sus planes comprendían toda Centroamérica y por eso se convocaron y realizaron las Asambleas de Astrónomos de América Central (AAAC) y los Cursos Centroamericanos de Astronomía y Astrofísica (CURCAA) auspiciados por la IAU y la UNESCO.

Estos CURCAA se han ido realizando de manera itinerante por Centroamérica y han tenido un gran éxito de asistencia. A ellos acuden astrónomos de todo el mundo para dictar sus clases y compartir sus experiencias con estudiantes y licenciados ávidos de trabajar en este campo. Los profesores centroamericanos interesados en Astronomía y aislados en sus universidades respectivas comprendieron que la única forma de conseguir avanzar era unirse en sus intereses. Por eso en las AAAC se decidió crear la carrera de Astronomía y Astrofísica en el grado de Maestría (MAA), dirigida a licenciados en Física, Matemáticas, Ingeniería o afines, procedentes prioritariamente de los países Centroamericanos (Honduras, El Salvador, Guatemala, Nicaragua, Costa Rica y Panamá). Con una duración de dos años académicos de seis periodos de 14 semanas cada uno, tiene su sede en el Observatorio Astronómico Centroamericano de Suyapa (OACS) de la UNAH. La Maestría está financiada por la Organización de Estados Americanos (OEA) que beca a los estudiantes y dota las plazas de profesores visitantes.



Fig. 1. Vista del Observatorio Centroamericano de Suyapa desde la Universidad Nacional Autónoma de Honduras. El edificio de la izquierda alberga las oficinas, sala de conferencias, biblioteca y sala de ordenadores

La organización de las clases, en la que colaboraron algunos profesores españoles, es diferente a los cursos que se imparten en nuestras universidades. Para facilitar la asistencia de investigadores de todo el mundo, cada asignatura se desarrolla durante tres o cuatro semanas de curso intensivo por parte del profesor visitante. Aparte de recibir las clases magistrales, los alumnos realizan trabajos prácticos de computación, campañas de observación astronómica, reciben seminarios y conferencias especializadas y por último desarrollan proyectos de investigación en un área de su interés. También se están poniendo en marcha unos cursos de Astronomía por Internet.

Las campañas de observación astronómica se han ido realizando con la ayuda de la IAU. Su financiación ha permitido ir adquiriendo una instrumentación básica. Actualmente el Observatorio Astronómico Centroamericano de Suyapa dispone de un telescopio Meade de 42 cm, un fotómetro fotoeléctrico SSP5 automatizado y una cámara CCD ST-5. El equipo es modesto, pero con él se pretende realizar investigación en estrellas variables y asteroides.

Las noticias que nos llegan de Centroamérica suelen estar relacionadas con catástrofes como la producida por el huracán Mitch en octubre de 1998. Por eso no debe extrañarnos que los fondos para investigación se reconduzcan a campos relacionados con la prevención de desastres naturales y las formas de evitar, o al menos paliar, los daños. Por eso, el proyecto de construir un observatorio que albergue un telescopio de la clase de 2 m está de momento aparcado. Sin embargo las condiciones de Centroamérica y en particular de algunos lugares de Honduras son ventajosas. Teniendo en cuenta que no existe ningún observatorio profesional entre México y Venezuela, la localización de un telescopio en esta zona geográfica sería muy aconsejable. Además existen lugares como la Montaña de Celaque, a 2849 m de altura, que son potencialmente muy adecuados.

Tal vez, después de tanto tiempo en el que visitábamos instituciones extranjeras para aprender, sea el momento de salir fuera para enseñar. Las personas interesadas en colaborar serán muy bienvenidas. Pueden ponerse en contacto con Jaime Zamorano o directamente con María Cristina Pineda de Carías¹. Tendrán la oportunidad de observar el cielo desde 14° de latitud y de visitar un país precioso lleno de ruinas mayas, playas exóticas y gente maravillosa. Y además, y ésto es lo importante, contribuir al desarrollo de la Astronomía en Centroamérica.

Jaime Zamorano Calvo jaz@astrax.fis.ucm.es

¹Directora del Observatorio Astronómico Centroamericano de Suyapa, Apartado Postal 4432, Tegucigalpa M.D.C., Honduras, mcarias@hondutel.hn, <http://www.astro.unah.hondunet.net>

El *Very Large Telescope* se convierte en realidad

Con la entrada en funcionamiento el pasado 1 de abril de Antu, la primera unidad del *Very Large Telescope* (VLT), empezó a producir sus primeros resultados el gran proyecto que durante más de una década ha concentrado la actividad del *European Southern Observatory* (ESO) y la atención de una gran parte de la comunidad astronómica europea y mundial. Cuando termine su construcción, prevista para mediados del 2001, los cuatro telescopios de 8.2 m de diámetro (Antu, Kueyen, Melipal y Yepún, nombres mapuches del Sol, la Luna, la Cruz del Sur y Sirio) que componen el VLT supondrán, junto con su instrumentación, un conjunto de herramientas privilegiadas para la observación astronómica. En los dos años siguientes, el desarrollo del interferómetro VLT (VLTI) ofrecerá una combinación de área colectora de luz y capacidad de resolución angular que convertirá al VLT en una instalación de características únicas.

Pero la promesa que ofrece el VLT ha empezado ya a hacerse realidad y, cuando ha terminado ya el primer semestre de observaciones científicas en el que los astrónomos, principalmente europeos, han podido hacer uso de él, puede ser un buen momento para detenerse en una descripción del proyecto, de su historia, de su situación actual y de su futuro inmediato.

La historia del VLT tiene sus raíces a mediados de los setenta, cuando diferentes desarrollos tecnológicos empezaron a mostrar la factibilidad de la construcción de grandes telescopios con espejos segmentados o monolíticos delgados con diámetros del orden de los diez metros. Tras una serie de estudios preliminares destinados a definir el proyecto, el Consejo Director de ESO decidió en 1987 llevarlo adelante, consciente no sólo de su importancia científica, sino también del esfuerzo tecnológico que su desarrollo supondría para la industria europea, comparable en envergadura y complejidad al de un proyecto espacial. El concepto de cuatro telescopios con espejos monolíticos de 8.2 m de diámetro con la posibilidad de combinar coherentemente sus haces ópticos para llevar a cabo interferometría estuvo presente desde el principio.

La selección del emplazamiento del VLT fue también el resultado de un proceso largo y exhaustivo. Pese a la excelente calidad de La Silla, donde se encuentran los demás telescopios de ESO, pronto se puso de manifiesto que para obtener el máximo rendimiento del VLT era necesario un lugar aún mejor, con una estabilidad atmosférica superior, un nivel medio de humedad más bajo y una mayor proporción anual de noches despejadas. El resultado de la búsqueda de este lugar excepcional fue la elección de Cerro Paranal, una cumbre de 2635 m de altitud en el desierto chileno de Atacama, uno de los lugares más secos de la Tierra. La construcción del VLT en Cerro Paranal se inició en 1991.

Paralelamente a la construcción de los telescopios y del observatorio en su conjunto, buena parte del esfuerzo que ha llevado a la realización del VLT ha consistido en la definición, la selección y la construcción de su instrumentación. Aunque algunos de estos instrumentos han sido proyectados y construidos por ESO, la mayoría de ellos han sido o están siendo desarrollados por consorcios entre institutos de investigación europeos. La disponibilidad de cuatro telescopios de características casi idénticas ha permitido planear algunos instrumentos altamente especializados y, al mismo tiempo, con capacidades complementarias respecto a las de los demás, prestando además especial atención a su adecuación a las necesidades de la investigación científica que el VLT debe satisfacer. Así, la primera generación de instrumentos del VLT permitirá llevar a cabo observaciones en una gran variedad de modalidades en longitudes de onda que van desde el ultravioleta próximo hasta el infrarrojo térmico. Dada su importancia, es conveniente incluir aquí una breve descripción de cada uno de ellos:

- FORS (cámara y espectrógrafo de resolución baja en el visible) son dos instrumentos casi idénticos. El primero de ellos funciona en Antu desde abril de 1999, y el segundo, que se encuentra actualmente en fase de pruebas en Kueyen, entrará en funcionamiento el próximo abril. Concebidos principalmente para la obtención de imágenes y espectros de objetos débiles y con la posibilidad de llevar a cabo espectroscopía multiobjeto, su principal campo de aplicación es el estudio de objetos con grandes desplazamientos al rojo y cúmulos distantes de galaxias.

- ISAAC (cámara y espectrógrafo de resolución baja y media en el infrarrojo próximo) fue junto con FORS-1 uno de los dos primeros instrumentos del VLT, en funcionamiento desde abril de 1999. Se compone de dos brazos principales que cubren respectivamente los intervalos de 1 a 2.5 micras y de 3 a 5 micras. Como FORS, ISAAC es un instrumento idóneo para el estudio de objetos del universo primitivo, aunque también encuentra amplias aplicaciones en el estudio de regiones de formación estelar.

- UVES (espectrógrafo *echelle* de alta resolución) será junto con FORS-2 uno de los primeros instrumentos en funcionamiento en Kueyen a partir de abril. Posee dos ramas optimizadas para la obtención de espectros en la zona violeta/azul y en la visible/roja, respectivamente. Sus objetivos científicos principales se concentrarán en el estudio detallado de atmósferas estelares y en el del bosque de Lyman α .

- VIMOS (cámara y espectrógrafo multiobjeto de gran campo en el visible) será el primer instrumento de Melipal, la tercera unidad del VLT. Su detector, compuesto de un mosaico de cuatro CCDs que cubren un campo de visión de $15' \times 15'$, y la unidad de espectroscopía multiobjeto, que permitirá obtener espectros de hasta 750 objetos simultáneamente en baja resolución, lo harán un instrumento muy valioso para el estudio de la estructura a gran escala del universo.

- NIRMOS (cámara y espectrógrafo multiobjeto de gran campo en el infrarrojo próximo) es un instrumento que complementará a VIMOS, ofreciendo prestaciones



Fig. 1. Vista aérea reciente de Cerro Paranal, con el Océano Pacífico cubierto de nubes al fondo. El edificio con forma de arco a la izquierda de la fotografía alberga la sala de control y los laboratorios de instrumentación. Los cuatro unidades del VLT son, de izquierda a derecha, Antu (ya en funcionamiento), Kueyen, Melipal y Yepún. Las estructuras parecidas a raíles que aparecen en primer término son los soportes de los dos o tres telescopios móviles auxiliares, cada uno de 1.80 m de diámetro, que completarán el interferómetro VLTI proporcionando líneas de bases adicionales.

similares en el intervalo de 1 a 1.8 micras. Sus objetivos científicos son similares a los de VIMOS, permitiendo la observación de objetos en intervalos de desplazamiento al rojo fuera del alcance de VIMOS. Será uno de los primeros instrumentos de Yepún, la cuarta unidad del VLT, y su entrada en funcionamiento está prevista para mediados del 2001.

– CONICA-NAOS (cámara y espectrógrafo de Fabry-Pérot de óptica adaptativa) es un instrumento destinado a obtener imágenes en el infrarrojo próximo (entre 1 y 2.5 micras y entre 3 y 5 micras) con una resolución cercana al límite de difracción de un telescopio de 8.2 m de diámetro, mediante el uso de una estrella de guía para corregir las distorsiones del frente de onda. Sus principales objetivos científicos estarán principalmente en el campo de las regiones centrales de galaxias activas, de los discos circumestelares y de los objetos menores del Sistema Solar. Se espera que esté en funcionamiento a finales del 2000 en Melipal.

– FLAMES (elemento de espectroscopía multiobjeto

mediante fibras ópticas) es un instrumento que permitirá llevar a cabo espectroscopía multiobjeto con el espectrógrafo *echelle* de alta resolución UVES o bien con un segundo espectrógrafo *echelle*, GIRAFFE, de resolución intermedia. Se prevé su entrada en funcionamiento en Kueyen a mediados del 2001, y sus aplicaciones se concentrarán en el campo de las abundancias químicas en cúmulos y en las poblaciones estelares de galaxias próximas resueltas.

– VISIR (cámara y espectrógrafo en el infrarrojo térmico) operará en el intervalo comprendido entre 8 y 24 micras, permitiendo la obtención de imágenes limitadas por difracción y de espectros en ese intervalo de longitudes de onda. Entrará en funcionamiento en Yepún a mediados del 2001, y se dedicará principalmente al estudio de las regiones de formación estelar, de discos circumestelares y de nebulosas planetarias.

– SINFONI (espectrógrafo infrarrojo de campo integral) permitirá la obtención de espectros de resolución baja e intermedia en dos dimensiones en la región

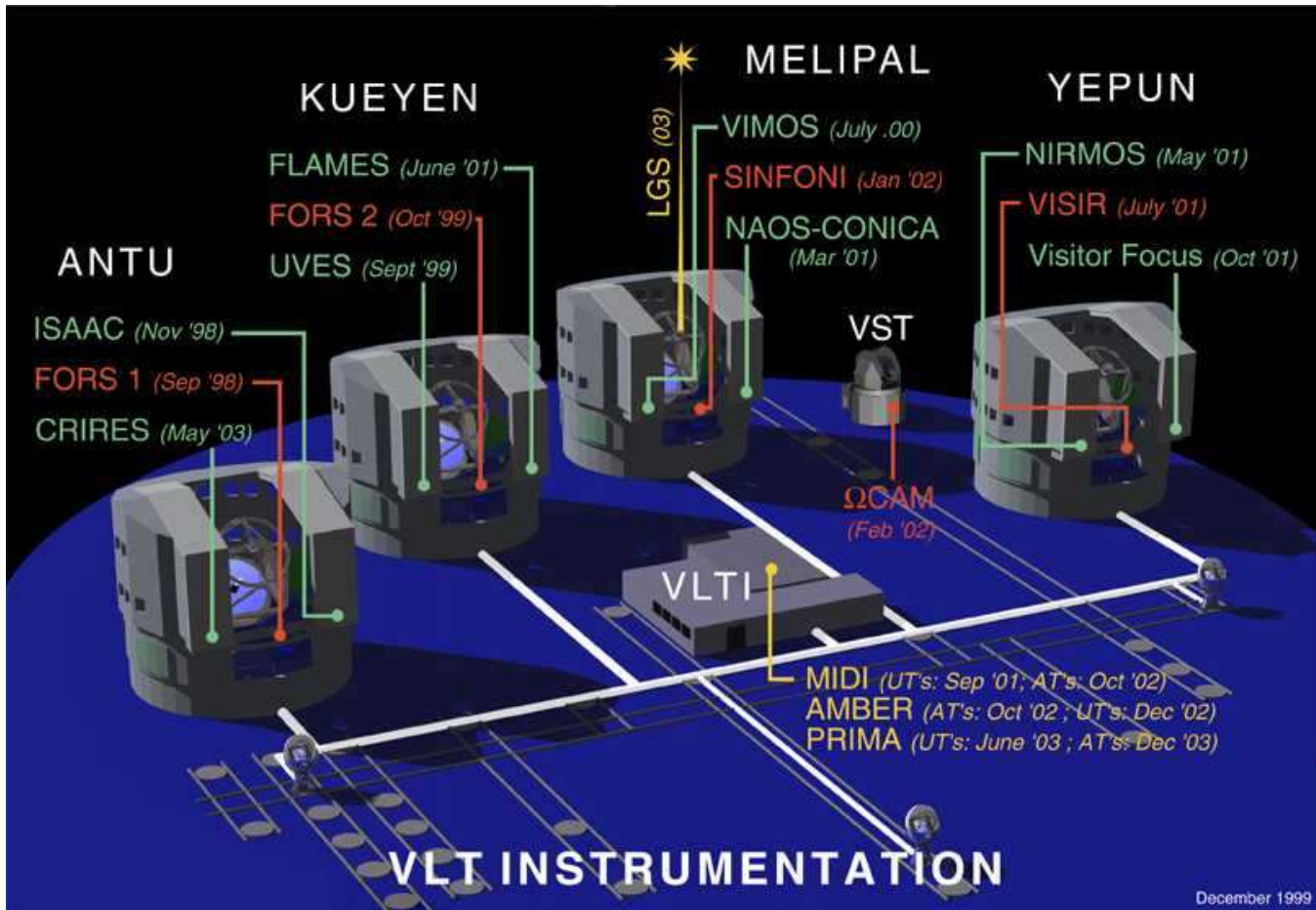


Fig. 2. Este esquema muestra los planes actuales de la instrumentación del VLT y el VLTI, incluyendo las fechas en las que se espera la entrada en funcionamiento de cada uno. Además de las cuatro unidades del VLT, los telescopios auxiliares y su instrumentación asociada, el esquema muestra el VLT Survey Telescope (VST) de 2.5 m de diámetro. Su único instrumento será una cámara de gran formato, OMEGACAM, destinada a la identificación de objetos de interés potencial para su observación con el VLT.

comprendida entre 1 y 2.5 micras. Será el tercer instrumento de Melipal a principios del 2002, y sus principales objetivos científicos se encontrarán en el campo de las regiones circunucleares de galaxias con desplazamientos al rojo bajos e intermedios.

– CRIRES (espectrógrafo *echelle* infrarrojo de alta resolución) será probablemente el último de la primera generación de instrumentos del VLT, previsto para el 2003. Su alta resolución espectral y sensibilidad entre 1 y 5 micras permitirá llevar a cabo estudios detallados de la estructura cinemática de los núcleos activos de galaxias y cuásares, de regiones de formación estelar, y posiblemente la detección directa y caracterización atmosférica de planetas extrasolares.

Además de estos instrumentos, se halla en fase de estudio la posible instalación de un sistema de óptica activa mediante estrella de guía láser. Por otra parte, se encuentran ya en desarrollo los diferentes instrumentos que utilizarán el VLT como interferómetro, y entre cuyos objetivos científicos se pueden prever los estudios de alta resolución de las regiones centrales de galaxias próximas, la detección directa de planetas extrasolares,

y el estudio de la estructura de las superficies estelares.

El rendimiento óptico de estos instrumentos no sería posible sin la excelente calidad óptica del VLT, que viene determinada por dos factores esenciales: el control de las deformaciones de la estructura mecánica mediante movimientos rápidos del espejo secundario, y el control de la forma del espejo primario mediante el análisis continuo de la imagen de la estrella de guía. En efecto, resulta impresionante ver estos dos mecanismos en acción: cuando el viento es intenso, como ocurre con frecuencia en Paranal, la imagen de la estrella en la pantalla del sistema de autoguiado cambia constantemente de posición hasta que entra en funcionamiento el sistema de estabilización de imagen, que calcula la posición idónea del espejo secundario con una frecuencia de hasta 40 veces por segundo, eliminando prácticamente por completo las oscilaciones que el viento imparte a la estructura del telescopio. Por otra parte, la primera imagen de la estrella de guía que se obtiene cada vez que el VLT apunta a una nueva dirección del cielo muestra claras distorsiones hasta el momento en que los 150 actuadores que determinan la forma del espejo primario

se mueven para darle la forma adecuada, calculada a partir del análisis de la imagen de la estrella de guía por parte de un dispositivo de Shack–Hartmann. El resultado de este proceso es el mantenimiento permanente de la mejor calidad de imagen posible, sin necesidad de dedicar tiempo de observación a operaciones tales como el enfoque del telescopio.

Otro aspecto de gran importancia en la optimización del rendimiento científico del VLT radica en el uso del tiempo de observación disponible, para lo que ESO ha desarrollado extensamente el concepto de las observaciones en modo de servicio. La finalidad principal de este tipo de observaciones consiste en garantizar que la ejecución de los programas de mayor interés científico tenga la prioridad más alta, y que los programas que necesitan condiciones de ejecución muy exigentes, que se dan durante un porcentaje pequeño del tiempo disponible, se lleven a cabo cuando tales condiciones se producen. Por esta razón, ESO ha decidido dedicar aproximadamente el 50% del tiempo disponible en el VLT a las observaciones en modo de servicio, llevadas a cabo por los astrónomos de plantilla del observatorio. Para ello se emplean los llamados bloques de observación, concepto similar al empleado en observatorios espaciales, que permiten a los autores de las propuestas definir completamente por adelantado la configuración del instrumento y las características de cada exposición, juntamente con las condiciones en las que cada observación debe llevarse a cabo. El resto de tiempo disponible se destina a observaciones en modo clásico, que resulta más adecuado cuando la complejidad del programa de observación o la necesidad de tomar decisiones sobre la marcha requiere la presencia del propio astrónomo en la sala de control del telescopio.

Con la finalidad de asegurar la utilidad de los datos adquiridos por el VLT para el mayor número de investigadores posible en la actualidad y en el futuro, y siguiendo también en esto el modelo de los observatorios espaciales, ESO está llevando a cabo un gran esfuerzo en la puesta a punto del archivo científico de los datos del VLT, que permitirá, transcurrido un período de propiedad (generalmente de un año), que cualquier investigador tenga acceso a ellos. Ello supone no solamente el archivo de cada observación obtenida por el telescopio, sino también el desarrollo de herramientas eficaces para la localización de datos de interés y de sus datos de calibración correspondientes. También se están desarrollando procedimientos automatizados de calibración en tiempo real para cada instrumento, con una doble finalidad: por un lado, la de permitir la realización de diagnósticos inmediatos sobre el estado de funcionamiento del instrumento y permitir la detección rápida de cualquier degradación de sus prestaciones; y, por otro, la de proporcionar productos calibrados de calidad suficiente como para permitir su uso inmediato por parte de una amplia mayoría de usuarios. La variedad de instrumentos y modos de observación disponibles sintetizada en la lista dada anteriormente permite empezar a apreciar lo ambicioso de este proyecto, pero también su extraordinario interés para la comunidad de investigadores.

El VLT es un proyecto de grandes dimensiones, cuidadosamente diseñado no sólo para ofrecer las mejores prestaciones que la tecnología actual puede ofrecer a la investigación astronómica, sino también para garantizar una explotación en condiciones óptimas de estas prestaciones para una comunidad científica lo más amplia posible. Junto con otros grandes proyectos para el futuro próximo, tales como el *Atacama Large Millimeter Array* (en el que ESO posee también una participación de primera importancia; véase el número anterior de este Boletín) y el vigoroso programa de investigación astronómica de la Agencia Europea del Espacio, el VLT es una pieza clave en el desarrollo de la astronomía en Europa que ya está empezando a ofrecer las primeras muestras de su enorme potencial.

Fernando Comerón Tejero

fcomeron@eso.org

La formación de la Vía Láctea

Emilio J. Alfaro Navarro

emilio@iaa.es

*Instituto de Astrofísica de Andalucía -CSIC
Camino Bajo de Huétor 24, Granada 18008*

Abstract

In this review paper I summarize the most salient features of the galactic subsystems that compose the Milky Way. A set of questions are posed, which should be solved before asking 'how was the Galaxy formed?'. Some answers are sketched as well as a potential formation scenario that shows, at least, a certain degree of internal coherence.

Resumen

En este artículo resumo las propiedades más características de los subsistemas galácticos que forman la Vía Láctea, planteo el conjunto de cuestiones que deberían ser respondidas antes de poder dar una respuesta clara a la pregunta ¿cómo se formó la Galaxia?, esbozo algunas respuestas y apunto un escenario de formación que muestra, al menos, un cierto grado de coherencia interna.

Introducción

Desde mediados de este siglo tenemos pruebas observacionales (en longitudes de onda visible y radio) de que la Vía Láctea es una galaxia espiral y, por lo tanto, pertenece al grupo morfológico más numeroso del universo (al menos en un tiempo cósmico cercano). Si nos planteamos estudiar el origen de nuestro sistema estelar, esta clasificación es un dato necesario pero no suficiente aunque, de por sí, sea ya una buena pista. El hecho de que la estructura básica de la Vía Láctea sea compartida por un gran número de sistemas externos permite abordar, al menos conceptualmente, el estudio de la formación del sistema desde un punto de vista ergódico. No parece descabellado pensar que la estructura, evolución y origen de nuestra Galaxia comparta algunos aspectos con aquellos sistemas morfológicamente similares. Esta aproximación al problema nos provee de datos básicos que, de otra forma, debido a nuestra posición en la Galaxia, no serían accesibles.

El hecho de que la luz tenga una velocidad finita nos permite utilizar la variable espacio (o mejor, corrimiento al rojo) como un parámetro temporal en la evolución de los sistemas galácticos. Si extrapolamos esta idea, observando cada vez más lejos obtendríamos la evolución de la población de galaxias hasta, en el mejor de los casos, llegar a captar a las protogalaxias en su proceso de formación. Tres años atrás esta idea no dejaba de ser una hipótesis atractiva pero infructuosa, ya que el tiempo cósmico observable con la tecnología disponible no permitía el acceso a la época de formación. El desarrollo de nuevas técnicas de observación,

mayores telescopios y la capacidad de colocar observatorios fuera de nuestra atmósfera han roto gran parte de las barreras que hacían inviable esta aproximación al problema. Hoy en día es posible observar galaxias en tiempos cósmicos superiores al 90 % de la edad del universo. No obstante, parafraseando a Steidel (1999), la cuestión es ¿hasta qué punto comprendemos lo que estamos viendo? Obviamente necesitamos un marco teórico desde el cual diseñar nuestras observaciones y analizar los resultados; necesitamos de la Cosmología.

Hace unos 20 años White & Rees (1978) propusieron un escenario para la formación de galaxias que todavía permanece como el marco teórico más aceptado. Este modelo consta de tres ingredientes básicos: un espectro inicial de fluctuaciones, la gravedad como motor de la evolución del espectro de masas y la materia invisible (MI). Esta última da nombre al escenario que suele denominarse modelo de la Materia Invisible Fría (MIF). Una descripción detallada, pero amable, de esta teoría puede verse en el número anterior de esta revista (Miralda-Escudé 1999). Argumentos teóricos y algunas observaciones recientes apoyan la idea de que las condiciones iniciales originadas en el universo primitivo, junto con las inestabilidades gravitacionales, darían lugar a un universo donde las fluctuaciones de masa más pequeñas colapsarían y, posteriormente, se agregarían formando estructuras de orden superior. El problema reside en la escala de tiempo necesaria para la formación de las mayores estructuras y este factor es dependiente de los parámetros básicos del modelo cosmológico. Los primeros trabajos de la teoría MIF (Blumenthal et al. 1984; Davis et al. 1985) predicen una formación tardía de las grandes galaxias (para unos valores dados de Ω y H_0), aunque esta conclusión no parece estar apoyada por recientes trabajos observacionales (Bahcall & Cen 1992; Lilly et al. 1995; Cowie et al. 1996; Ellis 1997) y es vista con cierto escepticismo por la comunidad astronómica. Sin embargo, el escenario de formación jerárquica está aún vivo y algunas versiones con los mismos ingredientes pero diferentes parámetros cosmológicos dan lugar a una gran gama de historias de formación para las grandes estructuras. Obviamente estos problemas no invalidan el escenario sino que acicatean la búsqueda de ligaduras observacionales que permitan afinar mejor los parámetros cosmológicos.

El estudio de las poblaciones estelares de la Vía Láctea y galaxias cercanas es una forma clásica pero vigente de abordar el problema y durante muchos años ha sido la única base sobre la que descansaban los modelos de formación de la Galaxia. Esta última aproximación metodológica conforma el esqueleto básico de este artículo, aunque seré oportunista con la utilización de teorías y resultados derivados de otras formas de abordar esta cuestión, como las citadas anteriormente. Es del todo imposible que haga referencia a las múltiples aportaciones que han contribuido de manera relevante al estado actual del conocimiento sobre el origen de la Galaxia, las limitadas páginas y mis propias limitaciones me lo impiden. Incluso el estado actual del problema debe ser entendido como mi visión *objetiva* del mismo, cualquier otra interpretación sería errónea.

He estructurado el resto del artículo en tres grandes apartados: el primero da una breve descripción de los principales subsistemas que forman la Galaxia y apunta brevemente las claves observacionales que deberían ser integradas en un modelo de formación; el segundo discute y selecciona los datos actuales más relevantes acerca de las piezas fundamentales del rompecabezas y, por último, en el tercer apartado, se expone el escenario que parece explicar de una forma más amplia y coherente las observaciones seleccionadas.

Propiedades globales de los subsistemas galácticos

Antes de intentar entender la formación y evolución de la Galaxia debemos conocer qué subsistemas galácticos o poblaciones estelares conforman nuestro sistema galáctico. Entendemos por *población* aquellos sistemas estelares que muestran haber tenido el mismo origen e historia, suficientemente separada en el tiempo de la de otros sistemas para producir diferencias observacionales. Para distinguir entre dos poblaciones utilizaré tantas de las siguientes características como sea posible: estructura espacial, metalicidad, cinemática y edad. De acuerdo a estas propiedades la Galaxia puede considerarse constituida por cuatro subestructuras fundamentales: disco, bulbo, halo y corona de materia invisible.

El disco contiene el 90 % del material visible de la Galaxia, con una escala de altura en la vecindad solar de alrededor de 300 pc. Una de las características fundamentales de esta componente es que la casi totalidad del gas galáctico (en sus diferentes fases) está localizado en el disco. Por otro lado, el disco muestra una curva de rotación variable que para el radio solar es de 210 km s^{-1} y se mantiene alrededor de este valor en sus regiones externas. La metalicidad de la componente estelar parece tener un límite inferior en $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$ y no muestra una correlación significativa con la edad. La mayoría de los objetos del disco son más jóvenes que 10 Gaños, aunque algunos cúmulos estelares tienen dataciones más viejas (12 Gaños). La característica fundamental del disco galáctico es su alto grado de estructura y ordenación. La existencia de un gradiente de metalicidad radial (al menos para las regiones internas de la Galaxia), la estructura espiral, la rotación diferencial, el alto momento angular por unidad de masa, y el hecho de ser la reserva principal de gas hacen de este subsistema una pieza clave en la teorías de formación de galaxias.

Desde hace 15 años existen evidencias observacionales de un denominado *disco grueso*, aunque su detección en galaxias externas fue anunciada anteriormente (Tsikoudi 1977). Su existencia vino sugerida por la necesidad de utilizar dos funciones exponenciales diferentes para ajustar la distribución con la altura de un campo estelar en la vecindad del Sol (Gilmore & Reid 1983). Esta segunda estructura tiene una escala de altura tres veces superior a la del disco delgado ($z_0 \approx 1 \text{ kpc}$). Estudios posteriores mostraron que las estrellas que se ajustan a esta distribución tienen

una velocidad de rotación menor ($V_{\text{rot}} = 190 \text{ km s}^{-1}$), una metalicidad promedio inferior ($[\text{Fe}/\text{H}] = -0.6$) y una edad comprendida entre 12 y 15 Gaños. La masa determinada para el disco grueso es de un 5% de la masa total del disco. Sin embargo no debemos olvidar que nuestro conocimiento de esta estructura proviene de una región galáctica próxima al Sol y que debemos ser cautos cuando extrapolamos estos resultados a toda la Galaxia. La única evidencia de que el disco grueso podría extenderse hasta otras regiones galácticas proviene del estudio de los cúmulos globulares de alta metalicidad, $[\text{Fe}/\text{H}] > -1$, (Armandroff 1989) que parecen formar un sistema aplanado, mantenido por rotación, en la región interna de la Galaxia.

El bulbo es, quizás, la componente galáctica peor conocida. Desde los primeros indicios de su presencia (Baade 1951) ha existido una gran controversia acerca de su individualidad como subsistema galáctico o su pertenencia al disco o al halo. La mejor prueba de la existencia del bulbo fue proporcionada por el experimento DIRBE del satélite *COBE*. La imagen en infrarrojo muestra una estructura con forma de cacahuete y un radio de aproximadamente 1 kpc claramente separada de la componente más vieja del disco. Su posición en la región interna de la Galaxia hace muy difícil su observación y resulta chocante pensar que el disco y el halo tengan un agujero en su centro, aunque recientes trabajos consideran esta posibilidad (ver Freudenreich 1998). Por lo tanto, al menos tres poblaciones diferentes podrían coexistir en ese volumen espacial.

Rich (1996) analizó la estructura cinemática, química, temporal y espacial del bulbo, llegando a la conclusión de que forma un subsistema con características bien diferenciadas del disco y del halo. Una masa de $2 \times 10^{10} M_{\odot}$ (aproximadamente el 10 % de la masa visible de la Galaxia) y una velocidad de rotación de 100 km s^{-1} , marcan claramente la diferencia con el halo. Su edad parece ser superior a la del disco y similar a la de los cúmulos globulares más viejos del halo (Ortolani et al. 1995). Este resultado contradice la abundante presencia de variables Mira de largo periodo (Rich 1992) con una edad considerablemente inferior. Respecto a su metalicidad, la cuestión no es menos controvertida. Parece definitivamente asentado que el rango de metalicidades es de 1 dex, centrado alrededor de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.25$ (McWilliam & Rich 1994). Este valor es similar a la metalicidad de las gigantes K en la vecindad solar, sin embargo la razón de elementos α (Mg y Ti) difiere claramente de la solar.

La fuente más importante (y utilizada) de información acerca del origen de la Vía Láctea es precisamente la componente menos densa del sistema: el halo galáctico. Su masa no sobrepasa el 0.2 % de la masa total de la Galaxia pero se extiende hasta aproximadamente 100 kpc del centro. Podemos distinguir dos grupos de objetos en el halo: la componente estelar y el sistema de cúmulos globulares. Ambos grupos comparten algunas propiedades pero difieren en otras. La estructura en densidad parece seguir una ley de potencia para ambos grupos, con un exponente $\alpha = -3.5$, pero la distribución en metalicidad sigue patrones difer-

entes y tiene límites inferiores distintos: $[Fe/H] > -2.5$ para los cúmulos y $[Fe/H] > -4$ para las estrellas aisladas (Freeman 1996). El histograma de metalicidad de los cúmulos globulares muestra dos picos bien diferenciados centrados alrededor de -0.5 y -1.5 . Una separación en dos poblaciones gaussianas permite comprobar que ambos grupos tienen propiedades espaciales y cinemáticas diferentes. Los cúmulos de alta metalicidad muestran una distribución achatada, una velocidad media de rotación de $153 \pm 29 \text{ km s}^{-1}$ y una dispersión de velocidades a lo largo de la línea de visión de $\sigma = 71 \pm 11 \text{ km s}^{-1}$ típica de un sistema mantenido por rotación. Como ya comentamos anteriormente, estos objetos son asociados al disco grueso (Majewski 1995). Por el contrario, la población de baja metalicidad muestra una distribución más esférica, una velocidad de rotación media nula y una alta dispersión de velocidades ($\sigma = 150 \text{ km s}^{-1}$), a la vez que contiene a los objetos más viejos de la Galaxia con una edad centrada alrededor de los 15 Gaños y una dispersión de 3 Gaños (sin entrar en discusiones más detalladas tomo como edad de la Galaxia el valor de 15 Gaños). Atendiendo a la estructura de la rama horizontal de los cúmulos pobres en metales, Zinn (1993) propuso la existencia de dos subgrupos que se han venido en llamar *jóven* y *viejo*. Los denominados *viejos* están concentrados en las regiones internas al radio galactocéntrico solar, parecen mostrar indicios de un gradiente en metalicidad y tienen una velocidad de rotación prógrada de $\approx 50 \text{ km s}^{-1}$. Por el contrario, los cúmulos *jóvenes* no parecen tener una estructura espacial bien definida y presentan una velocidad neta retrógrada de $\approx -46 \pm 8 \text{ km s}^{-1}$. La denominación de *jóvenes* y *viejos* está basada en la hipótesis de que el segundo parámetro que controla la morfología de la rama horizontal es la edad (el primero es la metalicidad) (Lee 1992), sin embargo esta interpretación es contestada por otros autores (Buonanno et al. 1997) que consideran que la edad no es el único segundo parámetro y que el entorno ambiental del cúmulo podría también modificar la apariencia de la rama horizontal.

Poco se puede decir acerca de la corona de materia invisible, aunque quizás sea la clave fundamental en la formación de la Galaxia. De la curva de rotación galáctica se deduce que la distribución de materia invisible varía con R como $M(R) = 10^{10} \times R \text{ (kpc)} M_{\odot}$ hasta un radio de al menos 100 kpc ¿Cómo está distribuida esta materia? El descubrimiento de la galaxia enana de Sagitario abre interesantes perspectivas acerca de la localización de la materia invisible en el halo de la Galaxia (Ibata et al. 1994). Estos autores obtienen que la dispersión de velocidades en Sagitario es muy superior a la explicable por su masa luminosa si la galaxia estuviera en equilibrio virial y que estas galaxias podrían ser las grandes reservas de materia invisible en el universo. El estudio de otras galaxias enanas en el Grupo Local (ej. Antlia) parece apuntar, también, en esta dirección (Martínez-Delgado 1999).

Otra aproximación al problema proviene del estudio del elipsoide de velocidad de los cúmulos globulares. Mientras que los cúmulos situados en las regiones externas de la galaxia muestran un elipsoide prácticamente

alineado con los ejes de simetría del disco, los cúmulos internos presentan un elipsoide altamente inclinado con respecto al eje de rotación galáctico. A su vez, la orientación de la distribución cinemática de este último grupo coincide aproximadamente con la distribución espacial de las galaxias satélites (Hartwick 1996). Este autor postula que la distribución de galaxias satélites dibuja la estructura espacial de la MI y que el potencial galáctico de la corona dejó su huella en las órbitas de los objetos que se originaron en las primeras etapas de formación del halo. La existencia del *alabeo* del gas en las regiones externas del disco es interpretado por algunos autores (ver Binney 1992) como efecto del par generado por un halo masivo no alineado con los ejes principales del disco.

Este es un primer esquema sobre el que empezar a trabajar, aunque también discutiré en los siguientes apartados la existencia de otras poblaciones, en el sentido de la definición operativa dada a este concepto en la introducción. El problema fundamental es colocar estas piezas en un esquema temporal que esté de acuerdo con nuestros conocimientos actuales sobre los procesos de formación y evolución estelar, dinámica de sistemas estelares, evolución química, naturaleza y estructura de la MI, y modelos cosmológicos; es decir, con la Astrofísica.

Sandage (1989) describió esta tarea como *el arte de obtener conclusiones significativas a partir de evidencias insuficientes*, apuntando también cómo la ciencia de los orígenes se mueve en la frontera del método científico, cuando no la traspasa. Obviando estas consideraciones epistemológicas cabe preguntarse cuál podría ser el conjunto de cuestiones claves que uno debería responder antes de poder proporcionar un escenario global del origen de la Galaxia. Carney (1995) propuso 20 preguntas que, a su juicio, delimitan el estado del problema. Utilizando como base este cuestionario he confeccionado la siguiente lista:

- Materia invisible: ¿Cuáles son sus efectos sobre las escalas temporales dinámicas en la formación de la Galaxia? Si la MI fuera bariónica ¿qué efectos tendría sobre la evolución química de la Galaxia?
- Momento angular: ¿Quién ordenó esto? ¿Podemos establecer un diagrama momento angular–edad?
- Acreción: ¿Sucedió o está sucediendo? ¿Pocos eventos muy masivos o muchos a pequeña escala? ¿Cuánto gas ha acretado el disco desde su formación? ¿Qué hechos observacionales implican necesariamente la existencia de eventos de acreción o captura?
- Colapso: ¿Qué observaciones pueden ser asociadas inequívocamente con un colapso disipativo? ¿Se puede establecer la existencia de un reloj químico, o nos enfrentamos a varios procesos con distintos tiempos de enriquecimiento?
- Edad: ¿Podemos establecer una edad, al menos relativa, de las componentes galácticas? ¿y una absoluta?

Antes de entrar a responder algunas de estas cuestiones me gustaría esbozar los escenarios extremos donde nos movemos. Estos van desde un colapso monolítico de una nube protogaláctica a la acreción de

segmentos protogalácticos más pequeños que han podido sufrir diferentes grados de evolución y que aún pueden estar ocurriendo. El primer paradigma corresponde al modelo propuesto por Eggen, Lynden-Bell & Sandage (1962) y posteriormente desarrollado por Sandage (1969) (de aquí en adelante ELS), que estructura la formación del halo en la fase inicial del colapso mientras que el disco adquiriría su rotación y su actual metalicidad a través de un proceso de asentamiento del remanente gaseoso del halo enriquecido vía nucleosíntesis estelar. En su forma original este modelo proponía una escala de tiempo para el colapso inicial inferior a unos pocos 10^8 años y la existencia de una relación monotónica entre cinemática y metalicidad. Por el contrario, el modelo de Searle & Zinn (1978) (SZ) considera que la formación del halo fue un proceso más caótico. Estos autores proponen que lo que hoy es el halo se formó a partir de fragmentos que evolucionaron aisladamente de la región central de la Galaxia, sufriendo sus propios procesos de enriquecimiento y que sólo posteriormente entraron en equilibrio dinámico con las regiones internas de la Galaxia. Este proceso no conduce a ninguna dependencia metalicidad–cinemática y admite escalas de tiempo de varios Gaños. Quizás los dos modelos no sean más que simplificaciones de un fenómeno más complejo que da lugar a observaciones interpretables en ambos escenarios.



Fig. 1. Olin Eggen, Donald Lynden-Bell y Allan Sandage, pioneros de la cosmogonía de la Vía Láctea

Algunas respuestas

Obviamente no hay respuestas para todas las cuestiones planteadas anteriormente y a veces, cuando las hay, no son únicas. Aquí he seleccionado algunas de las ideas, modelos, experimentos y observaciones que la comunidad astronómica ha elaborado en los últimos años y

que intentan responder a la cuestión básica del origen de la Vía Láctea.

Una de las aproximaciones más interesantes al estudio de la formación de la Vía Láctea proviene del análisis del momento angular específico de los diversos subsistemas. Gilmore (1996) argumenta que para considerar que la relación metalicidad–cinemática sea representativa de un colapso disipativo es necesario que la mayor parte del gas que contribuye a la evolución química esté presente durante todo el proceso. Desde este punto de vista la formación del disco no parece estar conectada a la formación del halo. Dos factores apoyan este aserto: el radio a mitad de masa del halo es inferior al radio a mitad de masa del disco y, por otro lado, la necesidad de un alto factor de colapso para crear un disco mantenido por rotación a partir del material primordial (incluso si la corona de MI es tenida en cuenta). Una explicación alternativa a la existencia de esta correlación es que el halo se formara en un colapso monolítico, y que el gas perdido en este colapso fuera a parar a una región más pequeña que el disco: el bulbo. Ibata & Gilmore (1995) apoyan esta hipótesis con la estimación del momento angular específico para cada componente galáctica. Mientras que el halo y el bulbo parecen estar mantenidos por presión, con una rotación de sólo $25 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$ para esta última componente, el disco grueso y el disco delgado muestran un alto momento angular específico. Estos autores mantienen que el halo pobre en metales y el bulbo han podido ser originados en el mismo colapso disipativo, mientras que el disco grueso y el disco delgado, ambos con un alto momento angular específico, han sido formados posteriormente.

Aunque la formación del bulbo en la fase del colapso disipativo inicial tiene suficientes apoyos, existen otras alternativas que conectan la formación de esta estructura con el disco. En los últimos años han aparecido varios artículos que propugnan la similitud del bulbo con el disco interno de las galaxias espirales (de Jong 1995, 1996; Peletier & Balcells 1996). Estos trabajos se basan principalmente en el análisis de la fotometría integrada de banda ancha que parece mostrar un alto grado de continuidad entre el disco y el bulbo. Si interpretamos estos colores como representativos de una cierta edad y metalicidad, la conclusión es que el disco y el bulbo son, en relación a estos parámetros, similares. Por otro lado, el pico de abundancia química de las gigantes K en la ventana de Baade (la única región del bulbo accesible a través del rango óptico) concuerda con las del mismo tipo espectral en la vecindad solar (McWilliam & Rich 1994). Estos datos sugieren la posibilidad de que el bulbo se haya formado por inestabilidades del disco estelar. Simulaciones de n -cuerpos en tres dimensiones (Combes et al. 1990; Raha et al. 1991; Norman et al. 1996; Bouwens et al. 1999) apoyan la formación de estructuras, similares a los bulbos observados en otras galaxias, que se originan por la presencia de una barra o por inestabilidades dentro de la propia barra; y nuestra galaxia parece contener una barra.

La principal objeción teórica a este escenario ha sido planteada recientemente por Wyse (1998) analizan-

do el espacio-fase de un bulbo originado a partir de inestabilidades, sin colisiones, en un disco estelar. Su principal resultado es que los máximos de densidad en el espacio-fase, tanto del bulbo como del disco, deben ser similares. Sin embargo, la estimación de estos máximos en la Galaxia muestra un valor para el bulbo al menos 5 veces mayor que el calculado para el disco interno. Para solventar esta contradicción tenemos que acudir de nuevo a un flujo de gas alimentando el bulbo, o a la captura, ya de galaxias satélites, ya de cúmulos globulares. Si el aporte gaseoso corresponde a la fase inicial del colapso debemos invocar un mecanismo que pare o ralentize la formación estelar en el bulbo hasta que ésta fuera contemporánea a la formación del disco, o un proceso que seleccione aquellos eventos de acreción con edades y metalicidades similares a las observadas actualmente. Ambos mecanismos parecen implausibles.

Otra cuestión fundamental, implícita en ambos modelos, pero que deliberadamente ha sido omitida en la discusión anterior es la edad del bulbo. Las estimaciones de este parámetro oscilan entre 8 y 15 Gaños, dependiendo del tipo de objeto y la metodología utilizada en su determinación. El límite superior (más viejo) se ha derivado a partir de la datación de dos cúmulos globulares, supuestamente miembros del bulbo, con metalicidad similar a la solar (Ortolani et al. 1995). Un resultado similar se obtiene a partir de la distribución de metalicidades de las RR Lyrae asociadas al bulbo, si nos atenemos al modelo evolutivo de rama horizontal desarrollado por el grupo de Yale (Lee 1992). Sin embargo la presencia de variables Miras de largo período y la fotometría integral del bulbo y disco en galaxias externas sugieren una edad más próxima a los 10 Gaños. Dado que la región central de la Galaxia contiene elementos del disco, halo interno y bulbo, nos encontramos con un problema de difícil solución: *separar objetos conforme a propiedades estimadas a partir de la propia clasificación*. La incertidumbre también afecta a la determinación de la velocidad rotacional, el único dato cinemático disponible es la velocidad radial y la componente rotacional estimada es producto de la aplicación de diferentes modelos cinemáticos (Frenk & White 1982; Kent 1992) plenos de hipótesis simplificadoras.

El sistema de cúmulos globulares ha sido, durante muchos años, la principal fuente de información acerca de la formación de la Vía Láctea y sus primeros estadios evolutivos. La extrema edad de sus miembros lo convierten en el conjunto fósil más viejo y homogéneo disponible. Sin embargo, al igual que en Paleontología, los yacimientos fósiles sufren perturbaciones catastróficas que pueden alterar la historia de su formación. A lo largo de la evolución galáctica el sistema de cúmulos globulares (SCG) ha sufrido un proceso de destrucción y la muestra actual no es más que el conjunto superviviente filtrado a través de los mecanismos de destrucción. Estos dependen principalmente de la masa, estructura interna, y posición del cúmulo en el espacio-fase en el momento de su formación. La función de luminosidad de los cúmulos globulares muestra una distribución con un pico centrado alrededor de $M_V = -7.5$, muy diferente a las distribuciones observadas en otros tipos de objetos tales como estrellas en

cúmulos abiertos, nubes moleculares, etc. La explicación actual más atractiva considera que la función inicial de masa del SCG es similar a la observada en otros objetos galácticos, una ley potencial con un exponente próximo al de Salpeter, siendo su estado actual el resultado de los procesos de destrucción acaecidos durante la evolución dinámica de la Galaxia (Elmegreen & Efremov 1997).

Otro punto de interés a la hora de analizar el SCG es su número. Un total de 150 cúmulos globulares están catalogados actualmente (Harris 1996), aunque se estima que inicialmente fueron alrededor de 200 (Surdin 1979). En el catálogo de Harris (1996) se puede ver como alrededor de 30 variables diferentes han sido observadas o estimadas para cada cúmulo. Esto que, obviamente, es un dato positivo encierra también una sutil trampa: *las posibilidades de practicar la taxonomía se desbordan*. De hecho, al menos seis diferentes subsistemas se han propuesto en los últimos diez años, sin contar con las correlaciones de dos variables estimadas para los diferentes grupos (ver, por ejemplo, van den Bergh 1995). Estos seis subsistemas pueden describirse como *disco* y *halo* (basado principalmente en la bimodalidad de la distribución en metalicidad del SCG) (Armandroff 1989). A su vez el subsistema halo ha sido clasificado en *jóven* y *viejo* atendiendo a la morfología de la rama horizontal (Zinn 1993). Por otro lado, los cúmulos del subsistema *disco* interiores a $R < 3$ kpc han sido considerados como miembros del *bulbo* (Minitti 1995) y a su vez, clasificando por luminosidad y cinemática, Burkert & Smith (1997) dividen al subsistema *disco* en tres componentes: (i) una condensación central de cúmulos del halo con alta masa (luminosidad), (ii) una barra de cúmulos de baja masa, y (iii) un grupo de cúmulos de baja masa en rotación rápida que parece formar un estructura toroidal con un radio entre 4 y 6 kpc. Sin olvidarnos de que cuatro cúmulos del halo parecen haberse formado en la galaxia enana de Sagitario y posteriormente acretados por nuestro sistema galáctico. Dos de estos cúmulos habían sido clasificados como *halo joven* y los otros dos como *halo viejo*. Este pequeño grupo de fósiles admite demasiadas clasificaciones.

Quizás la cuestión más controvertida en la relación del halo y disco sea la presencia de material con metalicidad $[Fe/H] < -1$, alta velocidad de rotación y una estructura espacial aplanada con parámetros estructurales próximos a los del disco grueso: la cola de baja metalicidad. Las primeras indicaciones de la existencia de esta subpoblación tienen casi quince años; se remontan a un estudio de Norris et al. (1985) donde analizan una muestra de enanas y gigantes pobres en metales, encontrando que aproximadamente el 20 % tienen excentricidades inferiores a 0.4, típicas de órbitas del disco. Posteriormente Carney & Latham (1986) publicaron que entre el 5 y el 8 % de una muestra de gigantes con $[Fe/H] < -1.5$ presentan las mismas propiedades.

Morrison et al. (1990) abundan en este hecho, encontrando que alrededor del 80 % de una muestra de gigantes rojas con metalicidades entre $-1.6 < [Fe/H] < -1$ tienen velocidades de rotación compatibles con las

del disco grueso. El estudio más completo (2000 estrellas) debido a Beers & Sommer-Larsen (1995) requiere una mención especial. Estos autores encuentran la existencia de estrellas con alta velocidad de rotación hasta valores de $[Fe/H] = -2.5$.

El análisis de los cúmulos globulares también proporciona algunas pistas en este sentido. Dos cúmulos con medidas de movimientos propios y metalicidades alrededor de -1.5 muestran velocidades espaciales que los asocian al disco (Cudworth & Hanson 1993; Dinescu et al. 1999). Alfaro et al. (1995) llegaron a similares conclusiones, incluso para metalicidades más bajas, a partir del análisis cinemático del SCG. En resumen, existen claras evidencias en favor de la existencia de una población pobre en metales (similar a la del halo) con características cinemáticas y espaciales típicas del disco grueso.

Una de las preguntas claves planteadas anteriormente es ¿qué tipo de observaciones irían asociadas inequívocamente a fenómenos de acreción habidos anteriormente en nuestra galaxia? Algunos autores han sugerido que la existencia de cúmulos globulares con velocidades retrógradas es representativa de eventos de acreción. Sin duda, un colapso monolítico se muestra incapaz de cambiar de signo el momento angular inicial y la presencia de cúmulos con velocidad retrógrada apunta en la dirección de un escenario a la SZ. Sin embargo, un *colapso más ruidoso*, en la definición de Sandage (1989), podría haber dado lugar a una distribución de velocidades más aleatoria donde la componente rotacional presentaría en algunos casos un valor negativo. Así pues, si queremos fijar sin ninguna duda la huella de eventos de acreción anteriores deberíamos acudir a otra fenomenología. En este aspecto, la existencia de grupos móviles en un campo del Polo Norte galáctico, detectada por Majewski et al. (1996), representa la prueba más fehaciente de que el halo galáctico no es un sistema dinámicamente relajado y que aún podría guardar huellas de la acreción de subsistemas más pequeños. No obstante, este resultado puede ser interpretado como la ruptura de un cúmulo globular, previamente formado en un colapso disipativo, sin necesidad de acudir a eventos extragalácticos.

Cuando no hay datos cinemáticos disponibles, la presencia de estructuras espaciales formando principalmente grandes círculos o arcos de círculos se interpreta también como huella de acreción. De hecho se ha demostrado, a partir de simulaciones numéricas, que los residuos del encuentro de una galaxia satélite con el halo galáctico pueden mantenerse alineados formando extensas estructuras durante toda la edad de la Galaxia (Johnston et al. 1995). Otros autores han detectado la presencia de varias estructuras espaciales, interpretadas como remanentes de encuentros previos (Lynden-Bell & Lynden-Bell 1995).

Algunos modelos dinámicos y cinemáticos de la Galaxia comparten la idea de que si el halo galáctico se formó en un colapso monolítico de una nube protogaláctica, el elipsoide de velocidad del halo debe tener su máxima dispersión en la dirección radial (la dirección del colapso; van Albada 1982). Sin embargo las medidas

efectuadas por Sommer-Larsen et al. (1997) en varios campos del halo galáctico obtienen una variación significativa de σ_R con la distancia galactocéntrica. Mientras en las zonas internas del halo la dispersión radial es máxima, las regiones externas ($R > 20\text{kpc}$) muestran un dispersión tangencial superior a la radial. Estos autores sostienen que este resultado favorece la idea de que el halo externo fue originado por acreción.

Utilizando técnicas de cartografía automática, Alfaro et al. (1993) trazaron un mapa de metalicidad del halo a partir de los cúmulos globulares pobres en metales. Esta cartografía presenta un mínimo de metalicidad en una región próxima al Sol. Los autores interpretaron esta mancha de baja metalicidad como la huella de la acreción de un sistema estelar, probablemente una galaxia enana. Los cúmulos globulares originalmente formados en esta galaxia podrían haber contaminado una extensa región del halo bajando la metalicidad media estimada de la zona.

La mejor evidencia de que han sucedido y están sucediendo fenómenos de acreción es el descubrimiento de la galaxia esferoidal enana de Sagitario (Ibata et al. 1994) y su herencia de, al menos, cuatro cúmulos globulares (Da Costa & Armandroff 1995). Este hecho no deja lugar a dudas de que la interacción entre la Vía Láctea y algunas de sus galaxias satélites está dejando material en el halo que, durante algún tiempo, ha sido considerado originario de nuestra Galaxia. Otros resultados observacionales, como la detección del denominado *Leading Arm* (Putman et al. 1998), que no es más que una banda de HI conectando la Nube Grande de Magallanes con nuestra Galaxia, refuerzan la idea de que la Vía Láctea no es un sistema cerrado y que, incluso, los diferentes subsistemas galácticos están interaccionando con intercambio de material. Algunos autores han considerado que las Nubes de Alta Velocidad (NAV), cuyo origen está todavía en discusión, podrían estar modificando la estructura espacial, metalicidad y tasa de formación estelar en el disco galáctico (ver Alfaro & Efremov 1996 y sus referencias).

El paradigma actual

Después de apuntar algunas de las observaciones que delimitan el estado actual del problema no nos queda más que esbozar un esquema de formación de la Galaxia que al menos explique las principales características de nuestro sistema galáctico. En los últimos diez años ha emergido un modelo que, como no podía ser de otra manera, adopta una visión intermedia entre un puro ELS y una formación más caótica a la SZ.

Un halo interno, pobre en metales, mostrando indicios de un gradiente de metalicidad tanto cinemático como espacial (Norris 1996), junto con un elipsoide de velocidades anisotrópicamente radial (Sommer-Larsen et al. 1997), parece haberse formado durante un colapso disipativo, probablemente corto en términos de escala de tiempo dinámica. No son descartables algunos procesos de acreción después del colapso que hayan dejado algún material en el halo interno. El halo externo parece, por el contrario, mostrar características típicas

de un proceso de formación originado por acreción y encuentro de subsistemas más pequeños. La ausencia de un gradiente de metalicidad y sus propiedades cinemáticas así lo sugieren. Por otro lado este modelo jerárquico (al menos parcial) es perfectamente compatible con los modelos de formación de galaxias derivados del escenario MIF (ver Blumenthal et al. 1984 para una discusión mas amplia) y viene reforzado por algunos resultados observacionales que muestran como un grupo de galaxias con alto corrimiento al rojo parecen estar en proceso de acreción formando un sistema de orden superior (Pascarelle et al. 1996).

Los argumentos respecto a la distribución del momento angular son, a mi entender, los más convincentes a la hora de explicar la formación del bulbo (Ibata & Gilmore 1995). Si tanto el halo como el bulbo muestran un bajo momento angular específico, no es descabellado pensar que el gas participante en el colapso inicial, que no fué capaz de formar estrellas, finalizara en las regiones internas de la Galaxia donde el pozo de potencial es más profundo. Además, ya que la densidad de la Galaxia incrementa hacia el centro, uno debería esperar que las regiones nucleares de la Vía Láctea colapsaran antes que las regiones externas, basándonos simplemente en la dependencia del tiempo de colapso con la densidad. Un argumento adicional viene dado por el análisis de los procesos de formación estelar en regiones densas, efectuado por Elmegreen (1999), que concluye que la formación estelar en el bulbo tuvo lugar de forma rápida ($< 10^8$ años). Aunque el proceso de acreción del gas fuera más largo, la formación de la componente estelar del halo fue extremadamente rápida una vez alcanzada la densidad crítica.

Probablemente la formación del disco galáctico no esté relacionada ni con la del bulbo ni la del halo, aunque algunas estrellas con cinemática de disco grueso presenten metalicidades comparables a la de la componente estelar del halo (Beers & Sommer-Larsen 1995). Se plantean aquí dos cuestiones fundamentales: ¿de dónde vino el gas que formó el disco? y ¿cómo alcanzó el alto momento angular observado actualmente? La respuesta más plausible es que este gas proviene de subsistemas difusos y poco metálicos que conformaban el halo externo y que fueron destruidos por efectos de marea, fricción dinámica, etc (ver Freeman 1996). Estos sistemas transmitieron su alto momento angular orbital al disco a través del asentamiento lento y continuado de su componente gaseosa en un periodo inferior, aunque comparable, a la edad del disco (Gilmore 1996; Sommer-Larsen et al. 1997). Es decir, al contrario que en un puro ELS, el disco no es el resultado final del colapso, sino un subproducto de la evolución del halo externo inicialmente formado por agrupaciones de gas inestables frente a la fricción dinámica con la corona de materia invisible.

Se han barajado varias opciones para explicar el origen de la componente gruesa del disco (ver Majewski 1992). Nos limitaremos aquí a discutir brevemente dos posibilidades. La primera considera que el disco grueso es el resultado del calentamiento del disco delgado tras su encuentro con uno de los fragmentos a la SZ. El alto

valor de la escala de altura para estrellas con metalicidad del orden de $[Fe/H] = -0.6$ parece apoyar esta hipótesis. Por otro lado algunos modelos de simulación de encuentros entre sistemas estelares de distinta masa demuestran que un disco estelar puede sobrevivir al encuentro con una galaxia satélite sin destruirlo, originando la formación de un disco grueso (Quinn et al. 1993). La segunda alternativa invoca de nuevo al colapso disipativo, y considera que este se originó por el mismo mecanismo que el halo interno en las primeras fases de la formación de la Vía Láctea. Sin embargo, atendiendo de nuevo al argumento del momento angular específico, podemos darle menos peso a esta hipótesis.

Este tipo de artículos se suele finalizar indicando una serie de acciones futuras encaminadas a desvelar algunas de las incógnitas planteadas. En el caso de la formación de la Galaxia son tantas las preguntas que una relación de líneas a seguir, tanto teóricas como observacionales, necesitaría al menos otro artículo como éste. Sin embargo, si alguien me ofreciera la oportunidad de elegir un único conjunto de datos que pudiera darme la máxima información acerca de estos problemas, elegiría, sin duda, los datos cinemáticos. Afortunadamente no uno sino muchos están trabajando para que esta información esté pronto disponible. Las misiones espaciales *GAIA* y *FAME*, cada una en diferente estado de desarrollo y con distinto modo de operación, nos proveerán con datos de movimientos propios para un amplio y lejano conjunto de estrellas. *GAIA* proporcionará también datos fotométricos y espectroscópicos que permitirán la observación directa de la evolución química y cinemática de los distintos subsistemas. Si *Hipparcos* ha cambiado nuestra visión de la vecindad solar, *GAIA* y *FAME* abren la posibilidad de que alguna vez entendamos cómo se originó el sistema estelar donde vivimos.

Agradecimientos

Muchas de las ideas expuestas en este artículo no son patrimonio del autor. De algunas de ellas sí se me puede juzgar responsable, pero, gracias a Dios, puedo repartir culpas con dos colaboradores y amigos sin los cuáles mi interés y visión de la formación de la Vía Láctea sería muy diferente. A Jesús Cabrera-Caño y Antonio J. Delgado, gracias. Antxon Alberdi, Enrique Pérez y Pepe Vílchez se tomaron la molestia de leer el manuscrito y sugerirme algunas mejoras. Francesca Figueras arbitró el artículo podando inexactitudes y proponiendo algunos puntos de gran interés. A todos ellos, mi agradecimiento.

Bibliografía

- Alfaro, E. J., & Efremov, Yu. N. 1996, *RMA&A* (Conference Serie), 4, 1
 Alfaro, E. J., Cabrera-Caño, J., & Delgado, A. J. 1993, *ApJ*, 402, L53
 Alfaro, E. J., Cabrera-Caño, J., Delgado, A. J., & Janes, K. A. 1995, en "The Formation of the Milky

- Way”, eds. E. J. Alfaro, A. J. Delgado, p. 261 (Cambridge: Cambridge University Press)
- Armandroff, T. E. 1989, *AJ*, 93, 375
- Baade, W. 1951, *Pub. Obs. Univ. Mich.*, 10, 7
- Bahcall, N. A., & Cen, R. 1992, *ApJ*, 398, L81
- Beers, T. C., & Sommer-Larsen, J. 1995, *ApJS*, 96, 175
- Binney, J. J. 1992, *ARA&A*, 30, 51
- Blumenthal, G. R., Faber, S. M., Primack, J. R., & Rees, M. J. 1984, *Nature*, 311, 517
- Bouwens, R., Cayón, L., & Silk, J. 1999, *ApJ*, 516, 77
- Buonanno, R., Corsi, C., Bellazzini, M., Ferraro, F. R., & Fusi-Pecci, F. 1997, *AJ*, 113, 706
- Burkert, A., & Smith, G. H. 1997, *ApJ*, 474, L15
- Carney, B. W. 1995, en “The Formation of the Milky Way”, eds. E. J. Alfaro, A. J. Delgado, p. 347 (Cambridge: Cambridge University Press)
- Carney, B. W., & Latham, D. W. 1986, *AJ*, 92, 60
- Combes, F., Debbasch, F., Friedli, D., & Pfenninger, D. 1990, *A&A*, 233, 282
- Cowie, L. L., Songaila, A., Hu, E. M., & Cohen, J. G. 1996, *AJ*, 112, 839
- Cudworth, K. M., & Hanson, R. B. 1993, *AJ*, 105, 168
- Da Costa, G. S., & Armandroff, T. E. 1995, *AJ*, 109, 2533
- Davis, M., Efstathiou, G., Frenk, C. S., & White, S. D. M. 1985, *ApJ*, 292, 371
- de Jong, R. 1995, Tesis Doctoral, Universidad de Groningen
- de Jong, R. 1996, *A&A*, 313, 45
- Dinescu, D. I., Girard, T. M., & van Altena, W. F. 1999, *AJ*, 117, 1792
- Eggen, O., Lynden-Bell, D., & Sandage, A. 1962, *ApJ*, 136, 748
- Ellis, R. S. 1997, *ARA&A*, 35, 389
- Elmegreen, B. G. 1999, *ApJ*, 517, 103
- Elmegreen, B. G., & Efremov, Yu. N. 1997, *ApJ*, 480, 235
- Freeman, K. C. 1996, en “Formation of the Galactic Halo ... Inside and Out”, eds. H. L. Morrison, A. Sarajedini, ASP Conf. Ser., 92, 3 (San Francisco)
- Frenk, C. S., & White, S. D. M. 1982, *MNRAS*, 198, 173
- Freudenreich, H. T. 1998, *ApJ*, 492, 495
- Gilmore, G. 1996, en “Formation of the Galactic Halo ... Inside and Out”, eds. H. L. Morrison, A. Sarajedini, ASP Conf. Ser., 92, 161 (San Francisco)
- Gilmore, G., & Reid, N. 1983, *MNRAS*, 202, 1025
- Harris, W. E. 1996, *AJ*, 112, 1487
- Hartwick, F. D. A. 1996, en “Formation of the Galactic Halo ... Inside and Out”, eds. H. L. Morrison, A. Sarajedini, ASP Conf. Ser., 92, 444 (San Francisco)
- Ibata, R. A., & Gilmore, M. J. 1995, *MNRAS*, 275, 605
- Ibata, R. A., Gilmore, M. J., & Irwin, M. J. 1994, *Nature*, 370, 194
- Johnston, K. V., Spiegel, D. N., & Hernquist, L. 1995, *ApJ*, 451, 598
- Kent, S. 1992, *ApJ*, 387, 181
- Lee, Y.-W. 1992, *AJ*, 104, 1780
- Lilly, S. J., Tresse, L., Hammer, F., Crampton, D., & Le Fèvre, O. 1995, *ApJ*, 455, 108
- Lynden-Bell, D., & Lynden-Bell, R. M. 1995, *MNRAS*, 275, 429
- Majewski, S. R. 1992, *ApJS*, 78, 87
- Majewski, S. R. 1995, en “The Formation of the Milky Way”, eds. E. J. Alfaro, A. J. Delgado, p. 199 (Cambridge: Cambridge University Press)
- Majewski, S. R., Munn, J. A., & Hawley, S. L. 1996, *ApJ*, 459, L73
- Martínez-Delgado, D. 1999, Tesis Doctoral, Universidad de La Laguna
- McWilliam, A., & Rich, R. M. 1994, *ApJS*, 91, 749
- Minniti, D. 1995, *AJ*, 109, 106
- Miralda-Escudé, J. 1999, *Boletín SEA*, 2, 1
- Morrison, H. L., Flynn, C. M., & Freeman, K. C. 1990, *AJ*, 100, 1191
- Norman, C., Sellwood J., & Hasan, H. 1996, *ApJ*, 462, 114
- Norris, J. 1996, en “Formation of the Galactic Halo ... Inside and Out”, eds. H. L. Morrison, A. Sarajedini, ASP Conf. Ser., 92, 14 (San Francisco)
- Norris, J., Bessell, M. S., & Pickles, A. J. 1985, *ApJS*, 58, 463
- Ortolani, S., Renzini, A., Gilmozzi, R., Marconi, G., Barbuy, B., Bica, E., & Rich, M. R. 1995, *Nature*, 377, 701
- Pascarelle, S. M., Windhorst, R. A., Keel, W. C., & Odewahn, S. C. 1996, *Nature*, 383, 45
- Peletier, R., & Balcells, M. 1996, *AJ*, 111, 2238
- Putman, M. E., et al. 1998, *Nature*, 394, 752
- Quinn, P. J., Hernquist, L., & Fullagar, D. P. 1993, *ApJ*, 403, 74
- Raha, N., Sellwood, J. A., James, R. A., & Kahn, F. D. 1991, *Nature*, 352, 411
- Rich, R. M. 1992, en “The Center, Bulge, and Disk of the Milky Way”, ed. L. Blitz, p. 47 (Dordrecht: Kluwer)
- Rich, R. M. 1996, en “Formation of the Galactic Halo ... Inside and Out”, eds. H. Morrison, A. Sarajedini, ASP Conf. Ser., 92, 24 (San Francisco)
- Sandage, A. 1969, *ApJ*, 158, 1115
- Sandage, A. 1989, *JRASC*, 84, 70
- Searle, L., & Zinn, R. 1978, *ApJ*, 225, 357
- Sommer-Larsen, J., Beers, T. C., Flynn, C., Wilhelm, R., & Christensen, P. R. 1997, *ApJ*, 481, 775
- Steidel, C. C. 1999, *PNAS*, 96, 4232
- Surdin, V. G. 1979, *Soviet Ast.*, 23, 648
- Tsikoudi, V. 1977, Tesis Doctoral. Universidad de Texas
- van Albada, T. S. 1982, *MNRAS*, 201, 939
- van den Bergh, S. 1995, *AJ*, 110, 1171
- White, S. M. D., & Rees, M. J. 1978, *MNRAS*, 183, 341
- Wyse, R. F. G. 1998, *MNRAS*, 293, 429
- Zinn, R. 1993, in “The Globular Cluster-Galaxy Connection”, eds. G. Smith, J. Brodie, ASP Conf. Ser., 48, 38 (San Francisco)

Enanas marrones y planetas extrasolares

María Rosa Zapatero Osorio mosorio@ll.iac.es

Instituto de Astrofísica de Canarias, E-38200 La Laguna, Tenerife, Spain

Eduardo L. Martín Guerrero ege@gps.caltech.edu

California Institute of Technology, EE. UU.

Abstract

Brown dwarfs and extrasolar planets are substellar objects whose recent discovery, four years ago, was an important step forward in the knowledge of the Galactic populations. These objects have masses below $0.07 M_{\odot}$ (roughly 70 times the mass of Jupiter) and one of their main features is the weak rate or, in some cases, total absence, of nuclear reactions in the interiors. Their temperatures and luminosities are therefore extremely low. One of the results we can infer from the first studies is that brown dwarfs and planets are the most numerous objects in the Milky Way; it is then obvious that the analysis of their physical properties is fundamental for the study of the Galactic structure. In this paper we review the methods that allowed the discovery of these objects and describe their more remarkable features.

Resumen

Las enanas marrones y los planetas extrasolares son objetos subestelares cuyo descubrimiento reciente hace apenas unos cuatro años ha conformado un paso importante en la investigación de la población de la Galaxia. Estos objetos con masas inferiores a 0.07 veces la masa del Sol (aproximadamente unas 70 veces la masa del planeta Júpiter) se caracterizan por tener interiores en los que apenas tienen lugar reacciones nucleares (en algunos casos no tienen ninguna) y, consecuentemente, sus temperaturas y luminosidades son extremadamente pequeñas. De los primeros estudios realizados se infiere que las enanas marrones y los planetas son los pobladores más numerosos de la Vía Láctea, por lo que el análisis y estudio de sus propiedades físicas, y de su origen y formación, es fundamental para el conocimiento de la estructura de la Galaxia. En este artículo se revisarán los procedimientos y métodos que dieron lugar a los hallazgos de estos objetos, y se describirán sus características más notables.

Introducción

Las *enanas marrones* y los *planetas extrasolares* (más allá del Sistema Solar) son cuerpos celestes que han resistido varias décadas los intentos que un buen número

de investigadores han llevado a cabo para lograr descubrirlos. Ambos términos, enana marrón y planeta, se engloban en uno sólo, *subestelar* (Reynolds et al. 1980), indicando que estos objetos tienen una masa demasiado pequeña para alcanzar en su interior una temperatura lo suficientemente alta (~ 3 millones de grados) y poder realizar de forma estable la fusión nuclear del hidrógeno, lo que contrasta con las estrellas, pues éstas consumen muy eficientemente su contenido de este elemento. La frontera en masa para la separación entre estrella y objeto subestelar apenas se ha visto modificada en los últimos 30 años desde que se realizaron los primeros desarrollos teóricos en este campo (Kumar 1963), y este valor es prácticamente independiente de los distintos modelos teóricos de evolución estelar más actuales (D'Antona y Mazzitelli 1985, 1994; Nelson et al. 1993; Bessell y Stringfellow 1993; Chabrier et al. 1996, 1997). El intervalo de $0.070\text{--}0.075 M_{\odot}$ ($\sim 70\text{--}75$ veces la masa del planeta Júpiter) se conoce como el *límite subestelar* (para una abundancia en metales similar a la del Sol), donde las estrellas tienen masas mayores, y los objetos con masas más pequeñas son las enanas marrones y los planetas.

Tradicionalmente las enanas marrones son los objetos subestelares más pesados, y se dice de ellas que son el *punte* entre las estrellas de menor masa y los planetas. Su origen y evolución es probablemente muy similar a la de las propias estrellas: nacen del colapso de nubes moleculares en el medio interestelar que se caracterizan por tener una masa extraordinariamente pequeña, se contraen gravitatoriamente invirtiendo la energía resultante en radiación que se emite al exterior y en aumentar la temperatura interna. En el interior de las estrellas llega un momento en que se alcanza y se supera la temperatura necesaria para iniciar la quema del hidrógeno. La energía termonuclear así liberada no sólo impide que la estrella siga contrayéndose, sino que además es el origen de la luz observada (se ha alcanzado un equilibrio). Sin embargo, cuando la masa inicial de la nube es inferior al límite subestelar, la temperatura interior del objeto nunca llega a ser lo suficientemente alta como para mantener una quema estable del material nuclear, ya que el núcleo del nuevo objeto alcanza el estado degenerado (no relativista) de la materia antes de que ese suceso tenga lugar. Como consecuencia, continúa contrayéndose y radiando al exterior una fracción considerable de su energía gravitatoria. La formación de los planetas alrededor de estrellas es, en cambio, un proceso menos conocido; si bien podrían originarse como las enanas marrones, la presencia de un disco protoplanetario y la estrella alrededor de la cual orbitan tienen un papel importante en los mecanismos de formación y posterior evolución. Hasta hace pocos años, todos los estudios que sobre el origen, estructura y comportamiento físico de los objetos subestelares se realizaban eran completamente teóricos, a falta de la disponibilidad de los *laboratorios celestes*, es decir, los objetos subestelares, que permitieran comprobar sus resultados.

Las primeras identificaciones de dos enanas marrones genuinas (Rebolo et al. 1995; Nakajima et al. 1995), y la detección positiva de un planeta extrasolar

(Mayor y Queloz 1995) tuvieron lugar en intervalos de pocos meses en el año 1995. En apenas cuatro años transcurridos desde entonces, la población de objetos subestelares conocida se ha visto incrementada de forma notable, y es un hecho ya verificado observacionalmente que las enanas marrones y los planetas extrasolares son, junto con las estrellas, los pobladores más numerosos de nuestra Galaxia. Desde su descubrimiento se han realizado progresos importantes en el análisis y comprensión de las propiedades físicas de esta nueva clase de cuerpos celestes y, por primera vez, se pueden comparar los resultados experimentales con las predicciones físicas teóricas. En este artículo se revisarán los procedimientos y métodos que dieron lugar a estos hallazgos, y se describirán las características más peculiares de estos nuevos objetos.

Los descubrimientos

La falta del *horno* nuclear en el interior de los objetos subestelares hace que éstos se enfríen en un intervalo de tiempo breve (más rápidamente cuanto menos masivo sea el objeto), siendo intrínsecamente más débiles conforme transcurre el tiempo. Por este motivo, su detección es más difícil una vez hayan evolucionado. Se hace, pues, necesario disponer de estrategias, así como de pruebas viables con los medios actuales que permitan primero detectarlos y luego, analizarlos en detalle, puesto que la prueba definitiva de la naturaleza subestelar de un candidato viene dada por la determinación precisa de su masa. Sólo unas pocas técnicas de observación entre todas las empleadas en las últimas décadas (astrometría, microlente gravitacional, medidas de velocidad radial, tránsitos fotométricos en estrellas binarias eclipsantes, fotometría en el visible e infrarrojo, etc.) han tenido éxito en su cometido: la identificación inequívoca de enanas marrones y planetas extrasolares.

Las búsquedas fotométricas de objetos subestelares en regiones del cielo donde la población es esencialmente joven (cúmulos estelares abiertos con edades inferiores a los 300 millones de años, y regiones de formación estelar con edades menores que 5 millones de años) son fructíferas ya que hacen uso de las siguientes ventajas: los miembros de un cúmulo tienen aproximadamente la misma edad, están localizados a la misma distancia y poseen una composición química similar. Pero quizá sea ésta la particularidad más destacable: los objetos subestelares aún contrayéndose gravitatoriamente son más brillantes, emitiendo una fracción considerable de su energía en el infrarrojo cercano (enanas marrones de 0.06 y $0.02 M_{\odot}$ a la edad de 50 millones de años son ~ 44 y 80 veces más luminosas respectivamente, que a la edad de 1000 millones de años). La explotación de estas propiedades junto con las medidas fotométricas en el visible e infrarrojo permiten situar a los candidatos en diagramas color-magnitud (temperatura-luminosidad), e inferir, mediante comparación con los modelos teóricos de evolución estelar, la masa probable para ellos.

Las primeras enanas marrones jóvenes fueron halladas en el cúmulo estelar de las Pléyades: Teide 1

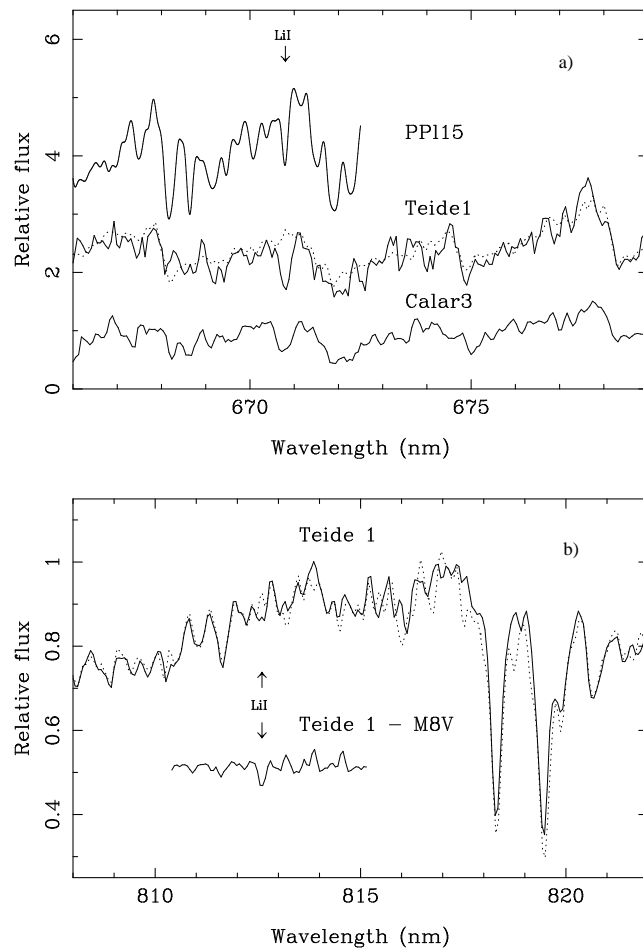


Fig. 1. a) Detecciones de litio (670.8 nm, línea de resonancia, 0.5–1 Å de anchura equivalente) en las enanas marrones de las Pléyades Teide 1, Calar 3, y PPl 15. Sobre el espectro de Teide 1 está superpuesto (línea a puntos) el espectro de una estrella del campo que no presenta el rasgo en absorción. b) Al espectro de Teide 1 se le resta el espectro de la estrella estándar espectroscópica del mismo tipo espectral (M8), y se detecta la absorción de la línea subordinada de litio (812.3 nm, 100 mÅ de anchura equivalente). Este hecho se interpreta como una evidencia adicional de la preservación total de este elemento en Teide 1, lo que es característico de las enanas marrones. Figura obtenida de Rebolo et al. (1996).

($0.055 M_{\odot}$, Rebolo et al. 1995), PPl 15 ($0.070 M_{\odot}$, Barri et al. 1996) y Calar 3 ($0.055 M_{\odot}$, Rebolo et al. 1996; Martín et al. 1996). Identificadas como miembros *libres* de este cúmulo (no están ligadas físicamente a ningún otro objeto más masivo), tienen temperaturas más frías y luminosidades más pequeñas que las estrellas de las Pléyades de menor masa. Dada la corta edad de estas enanas marrones (120 millones de años), su distribución energética se asemeja a la de las estrellas menos masivas de mayor edad: la emisión de luz en el óptico está completamente dominada por absorciones moleculares de óxido de titanio y óxido de vanadio típicas de tipos espectrales M tardíos (M7–M8), y en el infrarrojo las absorciones moleculares de vapor de agua

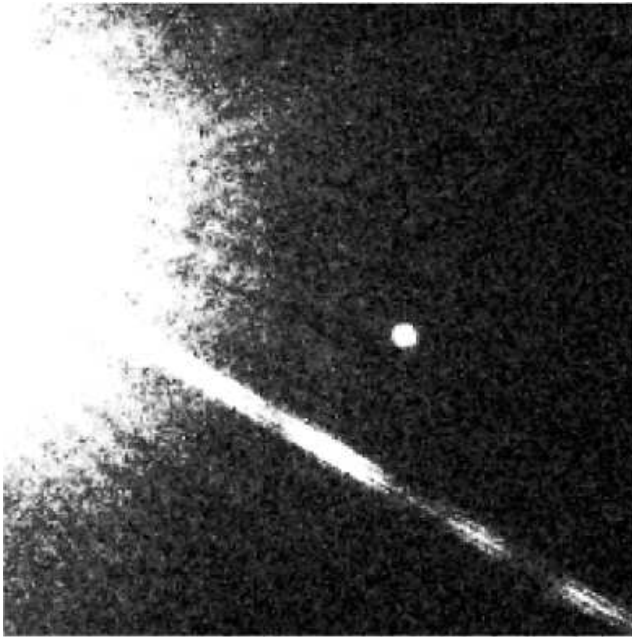


Fig. 2. Imagen obtenida con el telescopio espacial Hubble de la enana marrón GL229B (objeto menos brillante). Es compañera de la estrella GL 229, de tipo espectral M3, alrededor de la cual orbita a una distancia de 44 UA. El sistema se encuentra localizado a unos 6 pc.

y monóxido de carbono son los rasgos más notables. No obstante, la naturaleza subestelar de estos objetos impide que otras reacciones termonucleares, además de la fusión de hidrógeno, tengan lugar en su interior y, como consecuencia, parte del material nuclear permanece inalterado, lo cual se debe reflejar en su espectro. Y éste es el caso del litio, elemento ligero que se destruye con facilidad en el interior de las estrellas completamente convectivas de acuerdo con la reacción ${}^7\text{Li} + \text{p} \rightarrow \alpha + \alpha$. Para que dicha reacción tenga lugar, es preciso un medio con temperaturas superiores a 2.5 millones de grados (valor próximo a la quema del hidrógeno). La presencia de litio en las atmósferas de Teide 1, PPl 15 y Calar 3 (Figura 1) es la evidencia definitiva de que estos objetos son enanas marrones de las Pléyades. La detección de este elemento en cualquier objeto tan o más frío (*prueba del litio*, Rebolo et al. 1992) constituye, hoy por hoy, la herramienta más directa para probar la naturaleza subestelar de los candidatos con temperaturas efectivas en el intervalo 1200–2500 K.

El descubrimiento de la enana marrón GL 229B (Nakajima et al. 1995) fue resultado de la búsqueda de estos objetos como compañeros ligados gravitatoriamente a estrellas frías de la secuencia principal y próximas al Sol ($d \leq 10$ pc). Dada su proximidad es posible determinar la ligazón física de los candidatos a las estrellas en intervalos de tiempo de pocos años (los compañeros deben presentar un movimiento propio común al de la estrella). Puesto que la diferencia de brillo entre la estrella y el objeto subestelar (Figura 2) es considerable, se empleó la técnica de la coronografía

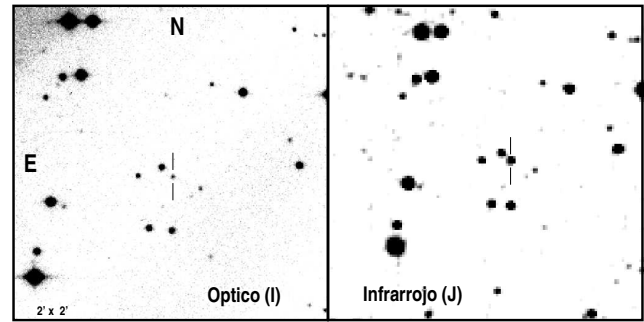


Fig. 3. Imágenes en el visible e infrarrojo cercano del objeto subestelar menos masivo conocido fuera del Sistema Solar: S Ori 47. Con una masa de unas 15 veces la masa del planeta Júpiter tiene una temperatura de unos 2000 grados, es 6500 veces menos luminoso que el Sol, y tiene una edad entre 3 y 5 millones de años. Ha sido encontrado en el cúmulo joven de σ Ori. Figura cedida por los autores a Science (1999, vol. 285, pág. 14).

para poder detectar la presencia de estos cuerpos de masa pequeña orbitando alrededor de las estrellas. Si la estrella primaria es conocida, el sistema puede decirse que es igual a un *minicúmulo* y tiene, por tanto, casi las mismas ventajas como si de un cúmulo se tratara. Sin embargo, las estrellas de la vecindad solar tienen edades típicamente superiores a 1000 millones de años, por lo que los compañeros de masa pequeña deben tener unas temperaturas muy frías. Se ha determinado que ésta es de aproximadamente 1000 grados para GL 229B, lo que convierte a esta enana marrón en el objeto más frío y menos luminoso conocido fuera del Sistema Solar. Debido a ello (véase la siguiente sección) su distribución energética es diferente a la de las enanas marrones que, aunque teniendo la misma masa—entre 0.04 y $0.06 M_{\odot}$ —, son un orden de magnitud más jóvenes. Se puede argumentar que Teide 1 y GL 229B son objetos subestelares de la misma masa, salvo que observados en distintos momentos de su evolución.

Estrategias de búsquedas similares a la fotométrica en cúmulos estelares jóvenes y a la combinación de fotometría con medidas de movimiento propio en estrellas de la vecindad solar, han conducido a la detección de un número considerable de enanas marrones (aproximadamente un centenar) en el rango de masas desde el límite subestelar hasta 0.015 – $0.020 M_{\odot}$ (~ 15 – 20 veces la masa de Júpiter). En las Pléyades la enana marrón más pequeña identificada es Roque 25 (Martín et al. 1998a) y tiene una masa de apenas $0.035 M_{\odot}$. A pesar de que su edad es del orden de 120 millones de años, su brillo tanto en el visible como en el infrarrojo es muy débil. Las enanas marrones de las Pléyades con masas más pequeñas son aún menos luminosas, siendo pues, difíciles de detectar con telescopios de tamaño intermedio. Los cúmulos y asociaciones estelares más jóvenes constituyen, por tanto, el lugar idóneo del cielo en el que las enanas marrones más pequeñas han sido identificadas, y en los que la detección *directa* de planetas puede ser posible. Estas regiones son, por

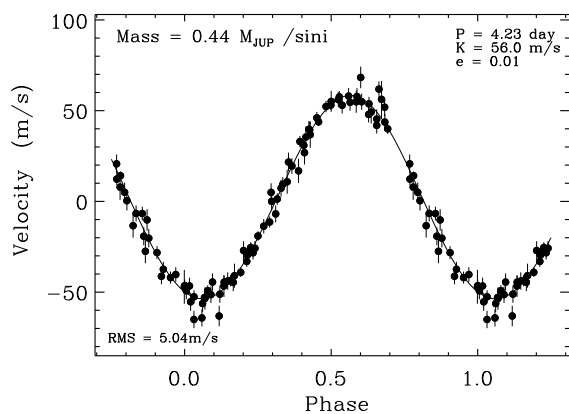


Fig. 4. Curva de velocidad radial (en fase) de la estrella 51 Peg. De esta curva se infiere la presencia del exoplaneta 51 Peg b con una masa de $M \sin i = 0.44$ veces la masa de Júpiter. La precisión con la que cada una de las medidas fue tomada es de aproximadamente 5 m/s. Figura tomada de Marcy y Butler (1998).

ejemplo, ρ Oph (Comeron et al. 1998), Chamaleon I (Comeron et al. 1999), IC 348 (Luhman et al. 1998, 1999), y σ Ori (Béjar et al. 1999). En este último cúmulo está catalogado el objeto de menor masa conocido fuera del Sistema Solar y del que se dispone de datos tanto fotométricos en el visible e infrarrojo como espectroscópicos. Su nombre es S Ori 47 (Figura 3, Zapatero Osorio et al. 1999). A la edad de unos 3–5 millones de años tiene una temperatura efectiva de unos 2000 grados y una luminosidad que es 6500 veces menor que la del Sol. Cuando S Ori 47 haya envejecido hasta edades similares a la de la vecindad solar, su temperatura será de pocos cientos de grados, igual que la de los planetas del Sistema Solar. La masa de S Ori 47 es tan pequeña que no está aún establecido si se trata de una enana marrón de poca masa o de un planeta gigante *libre* del cúmulo de σ Ori (con el término *libre* se pretende designar al cuerpo que no está ligado gravitatoriamente a ningún otro objeto). La comunidad astrofísica todavía no ha llegado a un consenso (véase la siguiente sección) en dónde y cómo establecer la separación terminológica entre enana marrón y planeta.

Lo que sí parece ampliamente aceptado es que todo objeto con una masa inferior a 13–15 veces la masa de Júpiter, y que se encuentre orbitando alrededor de una estrella se le denomina planeta extrasolar o, abreviando, *exoplaneta*. El exoplaneta alrededor de la estrella de tipo solar 51 Peg fue el descubrimiento (Figura 4, Mayor y Queloz 1995) que comenzó con la saga de más hallazgos de esta clase de objetos. La detección *indirecta* de la presencia de los planetas tiene lugar midiendo la variabilidad de la curva de velocidad radial de la estrella alrededor de la que orbitan en función del tiempo. La estrella y el exoplaneta giran alrededor del centro de masas del sistema, y el movimiento de *vai-vén* de la estrella se puede medir en espectros de alto poder res-

olutivo desde la Tierra (efecto Doppler). Esta técnica, bautizada como *velocidad radial*, ha sido ya aplicada a unas 2000 estrellas similares al Sol y ligeramente menos masivas, y hasta la fecha, de los datos procesados se han identificado una veintena de exoplanetas (Figura 5, Queloz 1999).

Puesto que sólo los exoplanetas de mayor masa y más próximos a la estrella alrededor de la cual orbitan son los más susceptibles de ser *encontrados* con este método, es muy posible que la práctica totalidad de las estrellas posea algún compañero con masa planetaria. Además de los planetas detectados por velocidad radial, existen indicios de la presencia de objetos con masas muy parecidas a la de la Tierra alrededor de estrellas de neutrones (Wolszczan y Frail 1992).

La población de enanas marrones y planetas en la Galaxia parece ser significativa. Extrapolando nuestro conocimiento de dicha población (la función de masas) en los cúmulos estelares jóvenes, donde las estrellas y estos objetos nacen, se estima que en la Vía Láctea hay al menos tantas enanas marrones como estrellas. Y así lo confirman las búsquedas fotométricas a gran escala en el infrarrojo que del cielo se están realizando durante 1997–1999: DENIS (Epchtein 1994) y 2MASS (Reid 1992). Estos proyectos (todavía por finalizar) están identificado una lista de objetos con colores muy rojos indicando que posiblemente sus temperaturas sean más frías que la de las estrellas más pequeñas. La espectroscopía de resolución intermedia en el óptico e infrarrojo demuestra que efectivamente sus temperaturas efectivas están en el rango de los 1000 a 2000 grados; y la detección de litio en las atmósferas de algunos de estos objetos prueba que, sin duda, se trata de enanas marrones con masas plausibles entre $0.06 M_{\odot}$ y el límite subestelar. Estos descubrimientos han abierto unas nuevas puertas en el estudio teórico y la comprensión de la estructura atmosférica de estos cuerpos tan poco masivos (Allard et al. 1997; Burrows et al. 1997; Pavlenko et al. 1999).

Al igual que las estrellas, los objetos subestelares también aparecen por parejas, es decir, sistemas dobles de enanas marrones y sistemas planetarios múltiples. En las Pléyades, PPl 15 es una enana marrón binaria espectroscópica (Basri y Martín 1999) con una separación inferior a 50 UA y formada por dos objetos subestelares de masas prácticamente iguales. Y DENIS-P J1228.2-1547 (Martín et al. 1999a) es, en el campo, una enana marrón binaria visual de dos componentes idénticos orbitando a 44 UA. La ventaja de este sistema es que debido a su proximidad será posible en el intervalo de varias décadas poder determinar la órbita de las dos enanas marrones, y de esta forma, por primera vez se obtendrá la medida directa de la masa. Y muy recientemente, se han detectado tres planetas alrededor de la estrella v And (Figura 5, Marcy y Butler 1998), por lo que el Sistema Solar ha dejado de ser *especial* en cuanto a sistemas planetarios múltiples acontece. El número de objetos subestelares múltiples formando un sistema es todavía pequeño, por lo que no se puede alcanzar una conclusión sobre las preferencias de estos objetos en su formación.

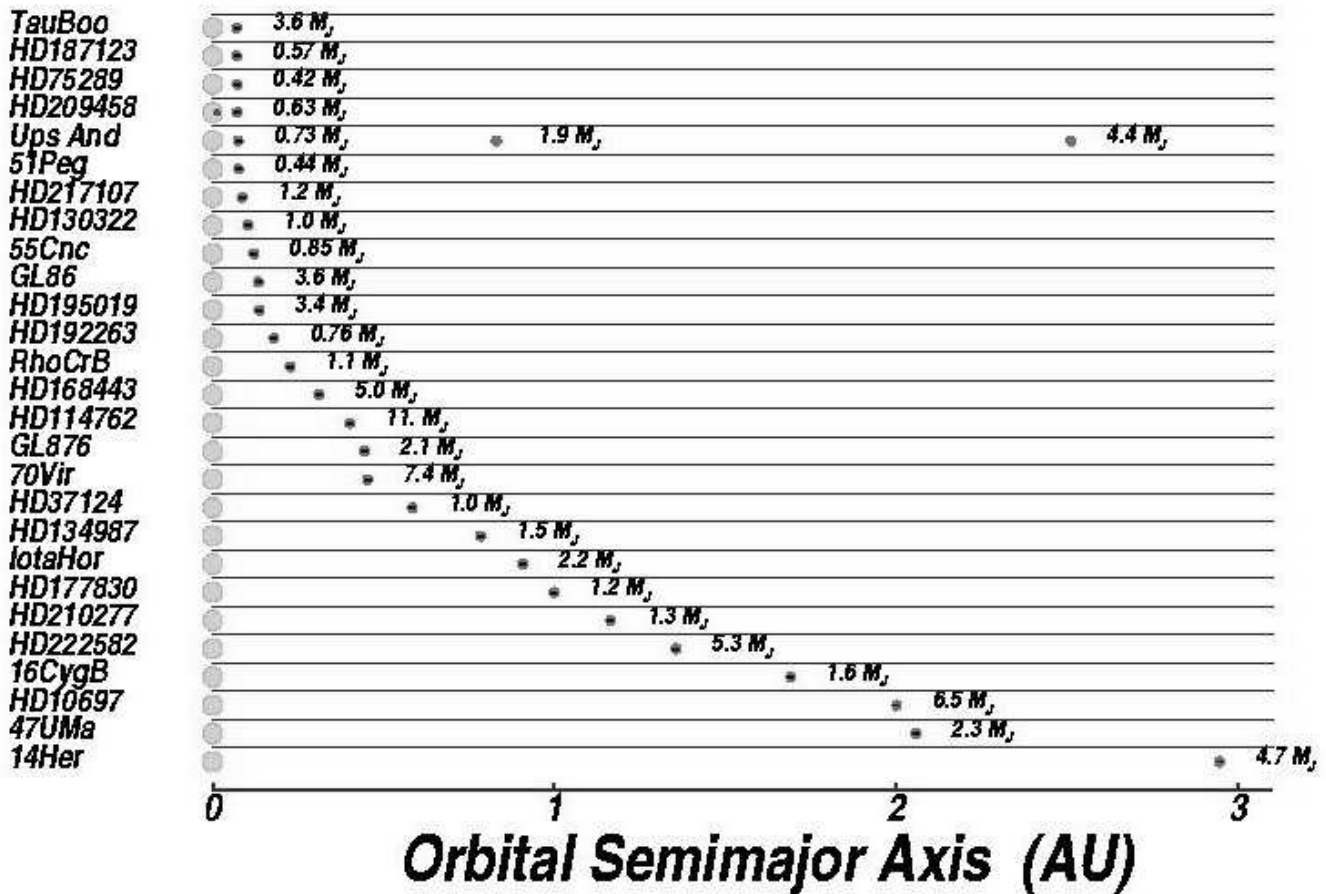


Fig. 5. Lista de los exoplanetas conocidos hasta septiembre de 1999. A la izquierda se denota el nombre de las estrellas, y a la derecha se indica la masa (M en i) en unidades jovianas de cada uno de los exoplanetas así como el tamaño de su órbita (eje inferior) en unidades astronómicas (UA). En el mes de octubre de 1999 (véase tabla 1) ha salido publicado el descubrimiento del exoplaneta número 21 alrededor de la estrella HD 192263 (Santos et al. 1999).

Propiedades fotométricas y espectroscópicas de las enanas marrones

Los objetos subestelares poseen temperaturas efectivas inferiores a los 2500 grados y temperaturas en su interior menores que 3 millones de grados. A mayor edad, serán cuerpos más fríos y menos luminosos: éste es un factor decisivo en la estructura atmosférica de estos objetos. Las enanas marrones de mayor masa y jóvenes, con edades inferiores a los 300 millones de años, tienen tipos espectrales que solapan con los de las estrellas más pequeñas. Pero debido a la falta de reacciones termonucleares en el interior, el litio original de la nube progenitora en la que estos objetos nacieron se preserva (prueba del litio, sección anterior), y rasgos de litio son observables en los espectros. Otro rasgo físico notable que diferencia a las enanas marrones jóvenes de mayor masa de las estrellas con temperaturas similares es la gravedad superficial. Puesto que las primeras todavía están en su fase de contracción gravitatoria, su gravedad es menor (entre 0.5 y 1.0 dex)

que la de las estrellas que ya quemar de forma estable su combustible de hidrógeno. Y las bandas moleculares de óxidos que dominan el espectro en el visible, así como las líneas atómicas de sodio y potasio son sensibles a este parámetro: a menor gravedad las bandas moleculares son más intensas, mientras que el efecto es contrario en las líneas atómicas (Figura 6). Resulta pues, relativamente sencillo distinguir este tipo de enanas marrones de las estrellas de mayor edad del campo. De los estudios de la población de enanas marrones cercanas al límite subestelar en los cúmulos estelares (Martín et al. 1996, 1998b; Stauffer et al. 1998; Béjar et al. 1999) se desprende que la frontera entre las estrellas y el dominio subestelar está localizada en el tipo espectral M7 para edades entre 1 y 120 millones de años, en M9 alrededor de los 300 millones de años, y en tipos espectrales bastante más tardíos para mayores edades.

Los proyectos DENIS y 2MASS, así como los descubrimientos de Kelu 1 (Ruiz et al. 1997) y GL 229B en el campo, han supuesto un avance en el estudio de la estructura de la atmósfera de los objetos subestelares aún más fríos, con temperaturas menores que los 2000 grados. Los óxidos comienzan a *desaparecer* y dan pa-

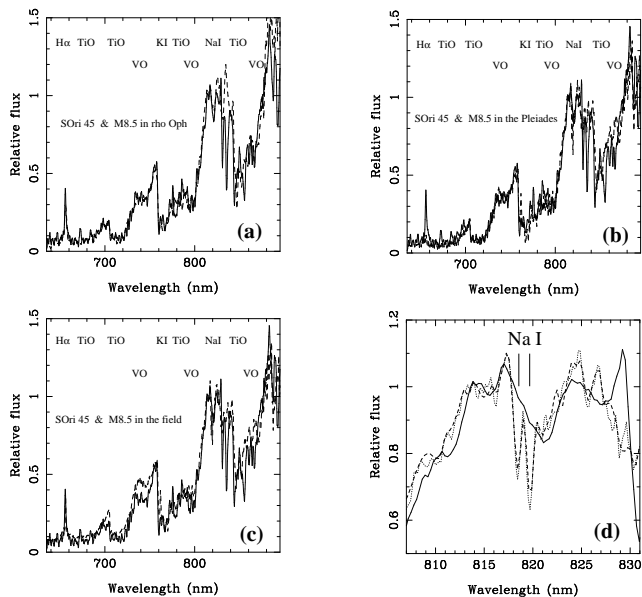


Fig. 6. Espectroscopía en el visible de enanas marrones jóvenes de tipo espectral M8.5 en comparación con estrellas del campo de temperaturas similares. En (a) se compara S Ori 45 (en σ Ori, 3–5 millones de años, ~ 20 –30 veces la masa de Júpiter, línea continua) con otra enana marrón en el cúmulo de ρ Oph (línea discontinua) con una edad parecida. Ambos espectros son muy similares. En (b) y (c) se compara S Ori 45 (línea continua) con una enana marrón de mayor edad (línea discontinua, 120 millones de años) en el cúmulo de las Pléyades, y con una estrella estándar espectroscópica del campo (línea discontinua), respectivamente. Los efectos de una gravedad distinta entre los objetos son notables: bandas de óxido de vanadio y líneas atómicas del potasio y sodio. La figura (d) muestra en ampliación dicho efecto sobre las líneas atómicas del sodio (la línea continua corresponde a la enana marrón de menor gravedad –ausencia de las líneas–, mientras que la estrella del campo con mayor gravedad está representada con el trazo de puntos –líneas del sodio más intensas–). El contenido metálico de todos estos objetos es muy similar. Figura tomada de Béjar et al. (1999).

so a los hidruros (de hierro, de calcio y de cromo), tal y como muestra la Figura 7. El proceso físico que se piensa pueda estar ocurriendo es la formación de granos de polvo (Al_2O_3 , CaTiO_3 , MgSiO_3 , Mg_2SiO_4 , etc.) que contienen átomos de oxígeno y otros elementos pesados. Observacionalmente en los espectros del visible, primero se detecta la condensación de los óxidos, y a medida que la temperatura disminuye, la condensación de los hidruros. Estas observaciones han obligado a establecer una nueva clasificación espectral más allá de las estrellas rojas de tipo M, clasificación a la que se le ha asignado la letra *L* (la secuencia sería, pues, O B A F G K M L). El intervalo de temperaturas para la nueva clase es aproximadamente 2200–1200 grados (Martín et al. 1999b). El rasgo espectroscópico más característico del tipo espectral *L* es la intensidad de las líneas atómicas de resonancia del potasio y sodio neutros; son las líneas más intensas jamás observadas

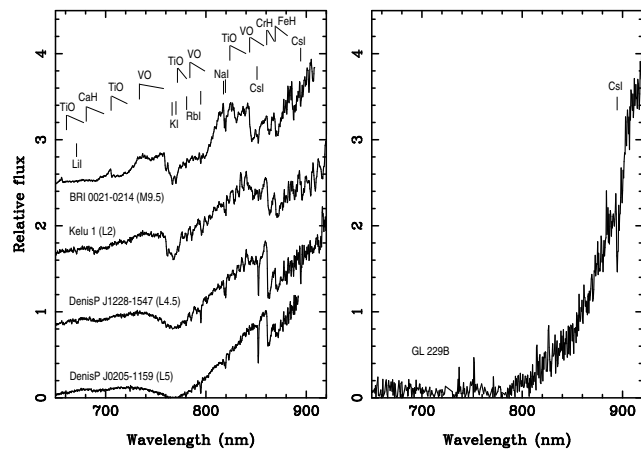


Fig. 7. Espectroscopía en el óptico de objetos de tipos espectrales M tardíos, L (figura de la izquierda) y T/H (figura de la derecha). Los objetos están ordenados en orden decreciente de temperatura (de arriba a abajo, de izquierda a derecha), con la siguiente secuencia: 2300 (M9.5), 2000 (L2), 1700 (L4.5), 1500 (L5), y 1000 grados para GL 229B. Entre paréntesis se facilitan los tipos espectrales de cada uno de los objetos. Los rasgos moleculares y atómicos más característicos están indicados en la parte superior de las figuras. Kelu 1, DENIS-P J1228.2-1547 y GL 229B son genuinas enanas marrones del campo. Figura tomada de Pavlenko et al. (1999).

en ningún otro objeto astronómico, y dominan la forma de las distribuciones energéticas de estos cuerpos en el visible (Figura 7). También se han identificado líneas de elementos tan poco abundantes como cesio y rubidio. Los objetos *L* pueden ser estrellas de muy baja masa (0.075 – $0.9 M_{\odot}$) y de edades altas (tanto como la vida de la propia Galaxia), o enanas marrones jóvenes (ej. Roque 25 en las Pléyades, S Ori 47 en σ Ori). Estas últimas presentarán además el rasgo fotosférico del litio en sus espectros, lo que las caracteriza como objetos subestelares.

A medida que la temperatura disminuye (valores por debajo de los 1200 grados) el espectro óptico está completamente dominado por la presencia de polvo en la atmósfera, y sólo rasgos débiles de cesio y vapor de agua son apreciables. En el infrarrojo se hace muy aparente la absorción debida a la molécula de metano, y la apariencia de los espectros es muy similar a la distribución energética del planeta Júpiter (Figura 8). De nuevo, es necesaria una nueva clase espectral para definir a este tipo de objetos tan fríos: por el momento no existe un acuerdo en la letra, si bien las dos opciones que se barajan son *H* y *T*. GL 229B ha sido hasta hace muy poco tiempo el único representante de esta nueva clase, pero ya se conocen más de media docena de este tipo de enanas marrones (Strauss et al. 1999; Burgasser et al. 1999). Los objetos con temperaturas efectivas inferiores a los 1200 grados son necesariamente subestelares, puesto que estos valores de temperaturas nunca llegan a ser alcanzados por las estrellas más pequeñas en la escala de vida de la Galaxia. Así pues, la detección

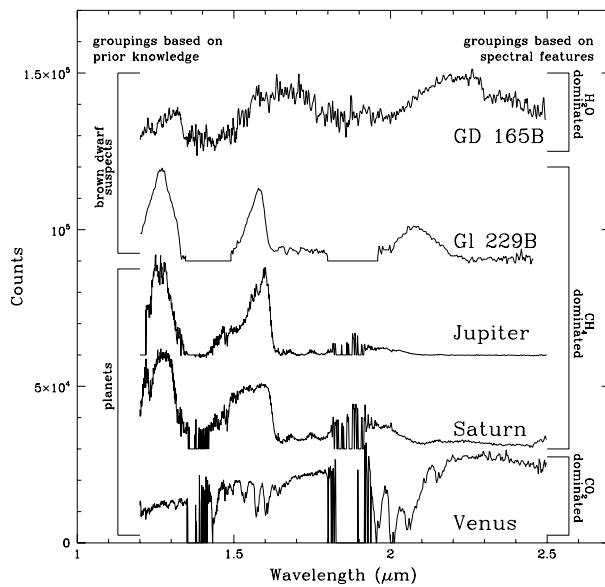


Fig. 8. Espectroscopía en el infrarrojo cercano (1.2–2.5 micras) de GL 229B en comparación con algunos planetas del Sistema Solar y con un objeto del tipo espectral L del campo (GD 165B). Figura tomada de Kirkpatrick et al. (1998).

de metano en los espectros infrarrojos de los candidatos es una evidencia de la naturaleza subestelar de los mismos. La presencia (formación y evolución) de nubes de polvo en los objetos L y T/H podría tener efectos notables en la estructura y densidad de la atmósfera de estos objetos, traduciéndose en una variabilidad del espectro observado (*meteorología* de los objetos subestelares).

Por su baja temperatura, los objetos subestelares también se caracterizan por tener colores ópticos e infrarrojos notablemente rojos ($R - I \geq 2.2$, $I - J \geq 3.0$ mag), con valores más altos que los de las estrellas más frías. Es este hecho, junto con el de la baja luminosidad, el que continuadamente se ha utilizado para seleccionar a los candidatos en toda clase de búsquedas *directas* fotométricas y por movimiento propio. Los objetos subestelares con temperaturas efectivas en el intervalo 2500–1200 grados además presentan colores extremos en el infrarrojo cercano, $J - K \geq 1.0$ mag, lo que es útil en la identificación de los mejores candidatos. Para temperaturas menores, el metano absorbe la luz emitida en esas longitudes de onda con un efecto tal que los colores aquí son azules y característicos de cualquier estrella. No obstante, los colores que relacionan el brillo en el óptico e infrarrojo (tales como $I - J$, $I - K$) son típicamente mayores que 4.5 magnitudes. En cualquier caso, la fotometría y el movimiento propio son siempre empleados para la identificación de los candidatos a objeto subestelar más prometedores, y la espectroscopía es la que finalmente facilita la confirmación de la verdadera naturaleza del objeto. Al no existir imágenes directas de los exoplanetas detectados por velocidad radial no se puede proporcionar información detallada

sobre sus luminosidades y colores; sin embargo, de ellos se conocen los parámetros de la órbita y su masa, datos valiosos para profundizar en su origen y proceso de formación (siguiente sección).

Las investigaciones recientes sobre la población subestelar en cúmulos como las Pléyades y σ Ori ha permitido determinar que el proceso de fragmentación de nubes y posterior colapso gravitatorio es el origen más probable de las enanas marrones *libres*. Pero el hallazgo de objetos tan poco masivos como S Ori 47 (15 veces la masa de Júpiter) crea ciertas dificultades sobre qué nombre asignar, enana marrón o planeta, a este tipo de cuerpos. Los planetas, además de girar alrededor de una estrella, podrían nacer como resultado de la aglomeración de rocas sólidas (planetesimales) en un disco protoplanetario seguido de captación de materia gaseosa del medio circundante. Este proceso resultaría en un objeto con un interior rico en metales, es decir, con una estructura interna distinta a la de un objeto formado por colapso de una nube (composición química homogénea). Desde el punto de vista observacional es muy complicado distinguir ambos objetos. Es posible que planetas así formados puedan escapar de sus órbitas (por interacciones con otros cuerpos), o que enanas marrones nacidas *libres* puedan ser captadas por alguna estrella próxima, ¿estos objetos, entonces, cambiarían su naturaleza por ello? Se ha propuesto un criterio de discriminación entre enana marrón y planeta basado en la quema del deuterio ($\sim 10^{-5}$ veces menos abundante que el hidrógeno) en el interior de los objetos subestelares (Oppenheimer et al. 1999). Los estudios teóricos argumentan que los objetos con masas inferiores a las 13–15 veces la masa de Júpiter nunca llegan a superar el umbral de temperatura interna necesaria para las reacciones nucleares del deuterio, mientras que objetos más masivos destruyen fácilmente (en escalas de tiempo inferiores a los 10 millones de años) su contenido del isótopo (Saumon et al. 1996). Es decir, planeta sería aquel objeto subestelar (se encuentre o no ligado físicamente a otro cuerpo de mayor masa que él) que no tiene ningún tipo de reacciones nucleares en su interior. Todavía se debe llegar a un acuerdo con respecto a la nomenclatura de los objetos subestelares. Independientemente de la dicotomía terminológica, se estima que en un radio de 10 pc alrededor del Sol deben existir decenas de objetos subestelares con masas próximas a la de Júpiter. Por su debilidad intrínseca, detectarlos e investigarlos constituye un gran reto para los astrofísicos.

Propiedades astrofísicas de los planetas extrasolares

A pesar de que sólo se determina la masa mínima de cada planeta descubierto con la técnica de *velocidad radial*, se puede comenzar a hablar de sus propiedades estadísticas puesto que la muestra es ya representativa (21 objetos). La tabla 1 facilita una lista actualizada (octubre 1999) de los exoplanetas identificados con este método (ordenados de menor a mayor masa), mientras que la tabla 2 proporciona un resumen de las propiedades (distancia, tipo espectral y magnitud vi-

sual) de las estrellas primarias. En esta selección se han considerado exoplanetas aquéllos objetos con masas ($M \text{ sen } i$) inferiores a la necesaria para la quema de deuterio. Las propiedades observadas entre los exoplanetas se dividen en dos grandes grupos:

1. Diferencias con respecto a los planetas del Sistema Solar:

- Presencia de planetas con masas similares o mayores que la de Júpiter dentro de la región de planetas telúricos del Sistema Solar (distancia a la estrella menor que 5 UA). Debido a un sesgo observacional, de hecho todos los exoplanetas conocidos tienen separaciones menores que 3 UA (Figura 5).
- Altas excentricidades de las órbitas salvo en los casos en que se espera circularización debido a fuerzas de marea (planetas muy próximos a sus estrellas).
- En el caso de los tres planetas de ν And, la masa de cada planeta aumenta con la distancia a la estrella. En el Sistema Solar hay un salto muy brusco entre las masas de los planetas telúricos y las de los gigantes, y entre estos últimos la masa disminuye con la distancia al Sol.

2. Semejanzas con respecto a los planetas del Sistema Solar:

- Mayor cantidad de planetas hacia masas más pequeñas. En el Sistema Solar también aumenta el número de planetas, satélites o asteroides hacia menores masas (Figura 9).
- Tendencia a encontrar planetas en estrellas con metalicidad relativamente alta respecto al promedio de las estrellas de la vecindad solar. Nuestro propio Sol tiene una metalicidad mayor que la media (González 1999).
- Posible relación entre abundancia de litio baja y presencia de planetas gigantes. La estrella binaria 16 Cyg tiene dos componentes casi gemelas (misma edad, masa y metalicidad). Sin embargo, la abundancia de litio de 16 Cyg B es más de un factor 8 menor que la de 16 Cyg A. Se da además la circunstancia que se ha detectado un planeta en torno a 16 Cyg B, pero no en 16 Cyg A (Cochran et al. 1997). El Sol también es una estrella con baja abundancia de litio para su edad.

Todas las propiedades anteriores podrían estar proporcionando pistas sobre los mecanismos de formación y origen de los planetas. Las diferencias con respecto al paradigma solar pueden ser debidas a distintas condiciones iniciales de formación de discos protoplanetarios. Además el Sol es una estrella *anómala* porque no tiene ninguna estrella compañera (un 70% de las estrellas de tipo solar están en sistemas múltiples). Las interacciones de planetas con estrellas dentro de sistemas estelares múltiples deben dar lugar a situaciones complejas. Por ejemplo, el exoplaneta con mayor excentricidad conocido es el de 16 Cyg B ($e = 0.63$). Mazeh et al. (1997) argumentan que este hecho es debido al efecto de fuerzas de marea ejercidas sobre 16 Cyg B y

Tabla 1. Lista de los 21 exoplanetas conocidos por la técnica de *velocidad radial* hasta octubre de 1999 (masas inferiores a la masa límite para la quema del deuterio, $13 M_{\text{Jup}}$).

Estrella	Exoplaneta $M \text{ sen } i$ (M_{Jup})	Órbita (AU)	Periodo (días)	Excent.
HD 75289	0.42	0.046	3.51	0.054
51 Peg	0.47	0.05	4.23	0.00
HD 187123	0.52	0.042	3.10	0.03
ν And	0.71	0.06	4.62	0.03
	2.11	0.83	241.2	0.18
	4.61	2.50	1266.6	0.41
HD 192263	0.76	0.15	23.9	0.03
55 Cnc	0.84	0.11	14.6	0.051
HD 130322	1.08	0.088	10.7	0.048
ρ CrB	1.10	0.23	39.6	0.028
HD 217107	1.28	0.07	7.1	0.14
HD 210277	1.28	1.10	437	0.45
16 CygB	1.50	1.70	804	0.67
Gliese 876	2.10	0.21	60.9	0.27
HR 810	2.30	0.93	320.1	0.161
47 UMa	2.41	2.10	1096.8	0.096
14 Her	3.30	2.5	1619	0.354
HD 195019	3.43	0.14	18.3	0.05
Gliese 86	4.00	0.11	15.8	0.046
τ Boo	3.87	0.046	3.3	0.018
HD 168443	5.00	0.28	57.9	0.54
70 Vir	6.60	0.43	116.6	0.4
HD 114762	11.0	0.3	84.0	0.33

su planeta por la estrella primaria del sistema binario.

Las semejanzas de los exoplanetas con el Sistema Solar sugieren que hay leyes universales que se cumplen en la formación de planetas. La preponderancia de planetas de menor masa indica que éstos se forman a partir de un disco turbulento, residuo de la formación de la estrella, donde se almacena la mayor parte del momento angular, pero sólo una pequeña fracción de la masa. La metalicidad alta indica que la presencia de importantes cantidades de hielo y polvo favorece el crecimiento de planetas más pesados. La baja abundancia de litio puede interpretarse como una conexión con las condiciones iniciales: los planetas masivos se forman en discos masivos. Un disco masivo congela el momento angular e impide que una estrella rote rápidamente durante la evolución pre-secuencia principal. Esto puede inducir un desacoplo entre la rotación del interior estelar y la de la superficie (zona convectiva), que conlleve posteriormente una mayor mezcla de materia, implicando una desaparición más eficaz del litio atmosférico.

La discusión anterior es altamente especulativa puesto que se basa en una muestra pequeña de detecciones. Actualmente se está trabajando muy activamente en descubrir exoplanetas con distintas técnicas, por lo que es esperable que el número de objetos aumente significativamente en los próximos años, y con ello la confianza estadística de las relaciones comentadas.

Tabla 2. Propiedades (distancia, tipo espectral y magnitud visual) de las estrellas con exoplanetas de la tabla 1.

Estrella	Dist. (pc)	SP	V
HD 75289	28.9	G0V	6.4
51 Peg	15.4	G2IV	5.5
HD 187123	49.9	G5	4.6
ν And	13.5	F8V	4.6
HD 192263	19.9	K2V	8.1
55 Cnc	12.5	G8V	6.0
HD 130322	30	K0III	8.0
ρ CrB	17.4	G0V	5.4
HD 217107	19.7	G8IV	6.2
HD 210277	21.3	G0	6.6
16 CygB	21.6	G1.5V	6.2
Gliese 876	4.7	M4V	10.2
HR 810	15.5	G0V	5.4
47 UMa	14.1	G1V	5.1
14 Her	18.2	K0V	6.7
HD 195019	37.4	G3V	6.9
Gliese 86	10.9	K1V	6.2
τ Boo	15.6	F6IV	4.5
HD 168443	37.9	G5	6.9
70 Vir	18.1	G4V	5.0
HD 114762	40.6	F9V	7.3

Conclusiones

Por las características de las búsquedas llevadas a cabo para detectar a los objetos subestelares, y por la debilidad intrínseca de los mismos, sólo se han hallado enanas marrones y planetas extrasolares localizados a distancias próximas al Sistema Solar, si bien los más cercanos (presumiblemente muy fríos y poco luminosos) aún quedan por ser descubiertos. El estudio de la población subestelar en cúmulos estelares jóvenes ha permitido conocer que las enanas marrones se forman copiosamente. Su número es muy elevado y es probable que sea del mismo orden que el de las estrellas. Y si a este resultado se añade el hecho de que un gran porcentaje de estrellas tienen planetas de masas jovianas orbitando a su alrededor, la población más rica de la Galaxia estaría compuesta por enanas marrones y planetas. Se estima que el objeto más próximo al Sol (fuera del Sistema Solar) es un objeto subestelar y no una estrella; encontrar este objeto es todo un desafío. Las investigaciones de las funciones de masa de los objetos subestelares apuntan a que la formación de este tipo de cuerpos se ve favorecida hacia los de menor masa. No obstante, aunque el número de enanas marrones y exoplanetas sea alto, su contribución en masa es pequeña; pero por el momento, las enanas marrones y exoplanetas descubiertos pertenecen al disco de la Galaxia. Con las observaciones actuales no se puede concluir sobre la contribución de los objetos subestelares a la materia oscura del halo galáctico. Habría que conocer primero la población de estos objetos en el halo.

El descubrimiento de los *primeros ejemplares* de enanas marrones y exoplanetas ha supuesto un nuevo

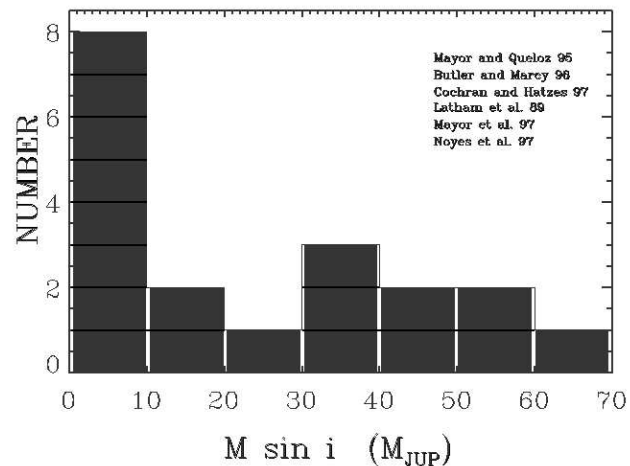


Fig. 9. Distribución del número de detecciones de exoplanetas y enanas marrones alrededor de estrellas (técnica de *velocidad radial*) en función de la masa de los mismos en unidades de masa joviana (actualización septiembre de 1999). El número de exoplanetas menos masivos es considerable en comparación con el resto de las detecciones.

avance tanto experimental como teórico dentro de la Astrofísica. El conocimiento actual, en todos los aspectos, de esta clase de objetos todavía se encuentra en sus albores. Continúan diseñándose experimentos para ser realizados tanto desde la Tierra (interferometría en el visible e infrarrojo con los telescopios VLT y Keck) como en satélites en el espacio (interferometría, astrometría, coronografía) con el objetivo de identificar y estudiar los cuerpos subestelares menos masivos: los planetas telúricos (planetas con masas similares a la de la Tierra). En un futuro considerablemente más próximo, sin embargo, se superará el umbral de la masa mínima para la quema del deuterio, y se encontrarán exoplanetas *libres* con masas entre 5 y 10 veces la del planeta Júpiter en cúmulos estelares y regiones de formación tan jóvenes como unos pocos millones de años. Es probable, además, que exoplanetas de estas masas se identifiquen mediante imagen directa orbitando alrededor de estrellas o de enanas marrones ya que actualmente existen programas llevándose a cabo tanto con el telescopio espacial Hubble como en los telescopios terrestres de 4 m (para la obtención de las primeras imágenes ópticas e infrarrojas), y 10 m (para un análisis detallado de la espectroscopía). El estudio de las propiedades de los objetos subestelares, enanas marrones y exoplanetas, y la comprensión de sus mecanismos de formación y origen contribuirán al conocimiento de la estructura de la Galaxia y al de nuestro propio Sistema Solar.

Bibliografía

- Allard, F., et al., 1997, ARA&A, 35, 137
 Basri, G., Martín, E. L., 1999, ApJ, 510, 266
 Basri, G., et al., 1996, ApJ, 458, 600
 Béjar, V. J. S., et al., 1999, ApJ, 521, 671

- Bessell, M. S., Stringfellow, G. S., 1993, *ARA&A*, 31, 433
- Burgasser, A. J., et al., 1999, *ApJ*, 522, L65
- Burrows, A., et al., 1997, *ApJ*, 491, 856
- Butler, R. P., Marcy, G., 1996, *ApJ*, 464, L153
- Chabrier, G., Baraffe, I., 1997, *A&A*, 327, 1039
- Chabrier, G., et al., 1996, *ApJ*, 459, L91
- Cochran, W. D., et al., 1997, *ApJ*, 483, 457
- Comeron, F., et al., 1998, *A&A*, 335, 522
- Comeron, F., et al., 1999, *A&A*, 343, 477
- D'Antona, F., Mazzitelli, I., 1985, *ApJ*, 296, 502
- D'Antona, F., Mazzitelli, I., 1994, *ApJS*, 90, 467
- Epchtein, N., 1994, *Ap&SS*, 217, 3
- González, G., 1999, *MNRAS*, 308, 447
- Kirkpatrick, J. D., 1998, 1998, en "Brown Dwarfs and Extrasolar Planets", eds. R. Rebolo, E. L. Martín, M. R. Zapatero Osorio, *ASP Conf. Ser.*, 134, 405
- Kumar, S., 1963, *ApJ*, 137, 1121
- Latham, D. W., et al., 1989, *Nature*, 339, 38
- Luhman, K., 1999, *ApJ*, 525, L466
- Luhman, K., et al., 1998, *ApJ*, 508, 347
- Marcy, G. W., & Butler, R. P. 1998, *ARA&A*, 36, 57
- Martín, E. L., et al., 1996, *ApJ*, 469, 706
- Martín, E. L., et al., 1998b, *ApJ*, 499, L61
- Martín, E. L., et al., 1998a, *ApJ*, 507, L41
- Martín, E. L., et al., 1999a, *Science*, 283, 1718
- Martín, E. L., et al., 1999b, *AJ*, 118, 2466
- Mayor, M., Queloz, D., 1995, *Nature*, 378, 355
- Mayor, M., et al., 1997, *AJ*, 114, 1087
- Mazeh, T., et al., 1997, *ApJ*, 477, L103
- Nakajima, T., et al., 1995, *Nature*, 378, 463
- Nelson, L. A., et al., 1993, *ApJ*, 413, 364
- Noyes, R. W., et al., 1997, *ApJ*, 483, L111
- Oppenheimer, B. R., et al., 1999, en "Protostars and Planets IV", eds. V. Mannings, A. Boss, S. Russell, eds. (Tucson: University of Arizona Press), en prensa
- Pavlenko, Ya., et al., 1999, *A&A*, enviado
- Queloz, D., 1999, en "11th Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun", 4-8 Octubre, Puerto de la Cruz, Tenerife.
- Rebolo, R., et al., 1992, *ApJ*, 389, L83
- Rebolo, R., et al., 1995, *Nature*, 377, 129
- Rebolo, R., et al., 1996, *ApJ*, 469, L53
- Reid, N., 1992, *Ap&SS*, 217, 57
- Reynolds, R. T., et al., 1980, en "A Proposed Search of the Solar Neighborhood for Substellar Objects", *Icarus*, 44, 772
- Ruiz, M. T., et al., 1997, *ApJ*, 491, L107
- Santos, N., et al., 1999, en "11th Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun", 4-8 Octubre, Puerto de la Cruz, Tenerife.
- Saumon, et al., 1996, *ApJ*, 460, 993
- Stauffer, J. R., et al., 1998, *ApJ*, 499, L199
- Strauss, M. A., et al., 1999, *ApJ*, 522, L61
- Wolszczan, A., Frail, D. A., 1992, *Nature*, 355, 145
- Zapatero Osorio, M. R., et al., 1999, *ApJ*, 524, L115
-

Tesis doctorales

Formación estelar en galaxias dominantes de cúmulos

Nicolás Cardiel López ncl@astrax.fis.ucm.es

Director/es: Javier Gorgas García

Centro: Departamento de Astrofísica, Universidad Complutense de Madrid

Lectura: 26 de noviembre de 1999

Uno de los resultados astronómicos más sorprendentes obtenido con la utilización de observatorios de rayos X, ha sido descubrir que los enormes volúmenes entre las galaxias en los cúmulos de galaxias no se encuentran vacíos, tal y como parecía deducirse a partir de las observaciones en el óptico. De hecho, una gran fracción ($\sim 70\text{--}90\%$) de los cúmulos ricos de galaxias exhiben emisión generada por gas caliente ($T_{\text{gas}} \sim 2 \times 10^7\text{--}10^8$ K). Esta emisión, que constituye una importante pérdida de energía, fuerza al gas a incrementar su densidad, acelerando el ritmo de emisión. En el centro de los cúmulos, el tiempo característico de enfriamiento es inferior a la edad de los propios cúmulos, y el gas allí ubicado, empujado por el gas exterior caliente, puede eventualmente alcanzar la galaxia dominante de cúmulo localizada en el centro del pozo de potencial. Esta caída de gas se conoce en la literatura como *cooling flow*. Un escenario más realista considera un medio intracumular multifase, el cual puede enfriarse y originar deposición de gas a lo largo de una esfera de $\sim 100\text{--}200$ kpc de radio, con ritmos típicos de deposición de masa $\dot{M} \sim 10\text{--}1000 M_{\odot}/\text{año}$. Una de las cuestiones fundamentales que se plantean es establecer cuál es el destino final del material depositado. Aunque inicialmente se postuló que el gas enfriado debería conducir a formación estelar, las primeras observaciones realizadas con intención de descubrir la presencia y extensión de dicha formación de nuevas estrellas condujeron a resultados contradictorios.

En esta tesis hemos abordado este problema analizando observaciones espectroscópicas profundas (en particular los índices D_{4000} y Mg_2) de una muestra de galaxias dominantes de cúmulos, ubicadas en cúmulos con y sin *cooling flow*. Los resultados más sobresalientes de este trabajo son los siguientes:

- Los índices centrales de las galaxias dominantes en cúmulos con *cooling flow* se correlacionan con el ritmo de deposición de masa cuando dichas galaxias presentan líneas de emisión en las regiones nucleares, lo que no ocurre para las galaxias que no presentan emisión.
- Las galaxias dominantes en cúmulos con *cooling flow* y que presentan líneas de emisión exhiben una secuencia en el diagrama $D_{4000}\text{--}Mg_2$ diferente a la secuencia definida por las galaxias elípticas. La utilización de modelos de síntesis evolutiva permite reproducir dichos índices como resultado de procesos de formación estelar en brotes recientes (edad < 0.1 Gaño).

- Los gradientes de las galaxias dominantes en cúmulos con *cooling flow* y que presentan líneas de emisión muestran un cambio de pendiente en la zona en la que se detecta la emisión. Además, los gradientes ajustados empleando solamente los índices medidos en la región de emisión se correlacionan con el ritmo de deposición de masa.
- La modelización de la variación radial de la diferencia entre la extrapolación de los gradientes ajustados en las regiones libres de emisión hacia las regiones centrales, y los gradientes ajustados en la región de emisión, nos ha permitido deducir los perfiles espaciales de densidad de formación estelar. La pendiente de dichos perfiles coincide con el valor esperado para la densidad de deposición de masa en *cooling flows* inhomogéneos. Este resultado indica que la conversión de gas a estrellas se realiza con la misma eficacia, posiblemente del 100%, en todas las galaxias dominantes de cúmulo.

Los resultados mencionados, unidos a la existencia de correlaciones entre la emisión radio, por un lado, y la intensidad de las líneas de emisión y la fracción de luz procedente de los brotes de formación estelar, por otro, han permitido por vez primera confirmar la existencia de un escenario único que explica toda la fenomenología observada. En particular, el encendido ocasional de una radiofuente actúa como desencadenante de la formación estelar, la cual a su vez consume, posiblemente de forma completa, el gas depositado por los *cooling flows* en las regiones nucleares de las galaxias dominantes de cúmulos.

Close Approaches of Stars to the Solar System Based on Hipparcos Data

Joan García Sánchez jgarcia@fajmpp0.am.ub.es

Director/es: Paul R. Weissman y Josep Maria Paredes

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

Lectura: 19 de octubre de 1999

En esta tesis doctoral se ha realizado un estudio de los pasos estelares cercanos al Sistema Solar, con el objetivo de determinar si alguno de estos pasos podría causar una perturbación dinámica significativa de la nube de Oort cometaria. Con este fin se han seleccionado estrellas del catálogo *Hipparcos* que han podido, o podrán, pasar cerca del Sol. Los datos astrométricos *Hipparcos* se han complementado con valores de la velocidad radial disponibles en la literatura, pero también se han realizado nuevas observaciones de esta velocidad para algunas estrellas sin valores previos.

Para determinar los parámetros de encuentro con el Sol de las estrellas seleccionadas, se han integrado numéricamente las trayectorias estelares adoptando un modelo de potencial galáctico basado en la contribución de los potenciales del bulbo, disco y halo. Se han calculado los parámetros de encuentro para 595 estrellas de *Hipparcos*, 156 de las cuales pasan a menos de 5 pc del Sol durante unos ± 10 millones de años. El paso más cercano es el de la estrella Gliese 710, a través de la nube de Oort, a una distancia mínima de 0.34 pc del Sol dentro de 1.36 millones de años.

También se ha realizado un estudio sobre los límites de validez de los resultados obtenidos. Para ello se ha analizado detalladamente el efecto sobre las trayectorias estelares de la variación de los parámetros galácticos que intervienen en las ecuaciones de movimiento, dentro de un rango de valores plausibles, así como el efecto del potencial de los brazos espirales. Se ha concluido que el uso de modelos de potencial alternativos, o la variación de los valores de los parámetros galácticos, no alteran apreciablemente los encuentros determinados para un intervalo de tiempo de unos ± 10 millones de años. Durante este intervalo son los errores en los datos astrométricos los que dominan.

La determinación de la frecuencia de encuentros estelares es el punto de partida en la investigación de la influencia de los pasos estelares sobre la evolución dinámica de la población cometaria durante la historia del Sistema Solar. Esta frecuencia se ha determinado a partir de los encuentros predichos, una vez corregida la incompletitud observacional mediante una función de luminosidad creada *ad hoc*, resultando 11.7 encuentros por millón de años a menos de 1 pc del Sol. Por otra parte, mediante una aproximación teórica se han obtenido 10.5–12.4 encuentros por millón de años, la mayoría con estrellas de baja masa, en buen acuerdo con el valor anterior.

De entre los 595 pasos estelares determinados se han identificado aquellos que pueden perturbar significativamente las órbitas cometarias, y mediante simu-

laciones dinámicas basadas en un modelo de Monte Carlo se ha estimado su efecto. El futuro paso de Gliese 710 puede causar la mayor perturbación dinámica, modificando las órbitas de $\sim 1.8 \times 10^6$ cometas hacia trayectorias que crucen la órbita de la Tierra, lo que representa un incremento promedio de $\sim 25\%$ en el flujo cometario estacionario observado.

Finalmente, se ha analizado de que manera se pueden mejorar los resultados de este trabajo con las futuras misiones astrométricas *FAME* y *Gaia*. En particular *Gaia* permitirá, por primera vez, un estudio riguroso de la posible correlación entre lluvias de cometas causadas por pasos estelares cercanos al Sistema Solar, y evidencia de impactos con la Tierra y de ciertas extinciones biológicas masivas en el pasado.

Algunos aspectos de la morfología y cinemática de galaxias espirales

Jorge Jiménez Vicente jjimenez@deneb.ugr.es

Director/es: Eduardo Battaner

Centro: Departamento de Física Teórica y del Cosmos – Universidad de Granada

Lectura: 12 de noviembre de 1999

La primera parte de esta tesis se dedica al estudio de los movimientos verticales en galaxias espirales. Para ello se ha observado la galaxia de cara NGC 3938 con el interferómetro Fabry–Perot TAURUS II que se encuentra disponible en el Telescopio William Herschel del Observatorio del Roque de los Muchachos de la isla de La Palma, usando la línea $H\alpha$ del gas ionizado. Ello nos ha permitido obtener mapas con alta resolución espacial de la distribución del gas ionizado, así como de la distribución de velocidades y de la dispersión vertical de velocidad.

Hemos calculado la curva de rotación de la galaxia hasta un radio de unos $2.5'$ del centro, lo cual supone la mejor determinación de dicha curva realizada hasta la fecha. Los resultados obtenidos concuerdan con los obtenidos por otros autores para otras fases del gas. El estudio de los movimientos verticales se realiza, por un lado, a través del análisis detallado del mapa residual de velocidades. Dicho mapa no muestra movimientos importantes de más de 5 km/s , ni ninguna correlación global clara de las zonas con mayor residuo con regiones de formación estelar, aunque esto sí sucede en algunos casos concretos. Podemos decir, por tanto, que esta galaxia no muestra movimientos verticales importantes en el rango entre $-100 \text{ km/s} < v_z < 100 \text{ km/s}$, que es el que cubre nuestro rango espectral libre.

Hemos estudiado en detalle el mapa de dispersión vertical de velocidades, encontrando que la dispersión de velocidades permanece prácticamente constante con el radio. Este hallazgo, junto con los realizados previamente por otros autores en otras fases del gas (atómica y molecular) para esta misma galaxia, sugieren la existencia de varios mecanismos de calentamiento actuando simultáneamente en el disco. Para finalizar, hemos estudiado el diagrama de dispersión vertical de velocidades frente a intensidad de emisión en $H\alpha$, encontrando que dicha distribución sigue, en promedio, una ley del tipo $\sigma \propto I^{1/8}$, y, además, presenta una envolvente superior del tipo $I \propto \sigma^3$. Hemos propuesto un escenario para explicar esta distribución en el que el aporte de energía al medio interestelar tiene lugar por medio de fenómenos estelares violentos, como explosiones de supernova o vientos estelares fuertes. Esta energía va convirtiéndose en energía turbulenta del gas hasta llegar a una situación estacionaria con una turbulencia de tipo Kolmogorov.

En la segunda parte de la tesis se propone un estudio del fenómeno de alabeos en galaxias espirales. Para ello se hace una revisión de los modelos teóricos existentes hasta la fecha, así como de los resultados observacionales sobre este fenómeno, poniendo de manifiesto el grado de acuerdo/desacuerdo de las predicciones con

los datos experimentales. Se desarrolla un modelo basado en la hipótesis propuesta por Battaner (1991) de que estos alabeos podrían estar generados por el campo magnético intergaláctico. Este modelo reproduce con bastante fidelidad la forma real de los alabeos en galaxias espirales, a pesar de tener solamente dos parámetros libres: el ángulo que forma el campo magnético intergaláctico con el plano del disco (α) y la razón entre la densidad de energía magnética y la gravitatoria (k). De este modo, a partir de datos observacionales de galaxias alabeadas, podemos obtener información tanto de la dirección del campo magnético intergaláctico, como de su amplitud.

Por último, hemos desarrollado un programa, llamado WIG (*Warped Inclined Galaxies*), que se describe en detalle en la tesis, y que es capaz de calcular la curva de alabeo de una galaxia de perfil a partir de una imagen de la misma. El programa calcula, además, varios parámetros, introducidos en esta tesis, que son capaces de medir el grado de alabeo de una galaxia, así como de dar cuenta de algunos aspectos concretos de la morfología del alabeo. Se demuestra la utilidad del programa y de los parámetros propuestos a través de varios ejemplos con observaciones de galaxias reales en varias longitudes de onda (óptico, H I y continuo en milimétricas).

Stellar Populations in the Local Group Dwarf Galaxies NGC 185 and Phoenix

David Martínez Delgado ddelgado@ll.iac.es

Director/es: Antonio Aparicio Juan

Centro: Instituto de Astrofísica de Canarias – Universidad de la Laguna

Lectura: 4 de noviembre de 1999

La población estelar de las galaxias enanas del Grupo Local NGC 185 y Phoenix es investigada a partir de fotometría en las bandas *B, V, I* y el uso de diagramas color–magnitud sintéticos. El principal resultado de esta tesis es que ambas galaxias presentan periodos largos de actividad de formación estelar y gradientes en sus poblaciones estelares, que proporcionan nuevos indicios acerca de la formación y evolución de las galaxias enanas en general.

La primera parte de la tesis está dedicada al estudio de la población estelar de NGC 185, una galaxia elíptica enana satélite de Andrómeda. Nuestro análisis indica que la mayoría de las estrellas de NGC 185 se formaron en la etapa más temprana de su evolución. La formación estelar continuó posteriormente a más bajo nivel hasta el pasado reciente, siendo la edad de las trazas más jóvenes de formación estelar de unos 100 millones de años. Por lo tanto, NGC 185 está formada por una mezcla de estrellas viejas, de edad intermedia y jóvenes y no se ajusta al concepto clásico de sistema de *población II pura* atribuido a estas galaxias.

La formación estelar más reciente está concentrada en los $150 \times 90 \text{ pc}^2$ centrales de NGC 185. Las *estrellas azules* descubiertas por Baade (1951) son cuidadosamente investigadas, llegando a la conclusión de que la mayoría son cúmulos de estrellas jóvenes similares a los de nuestra Galaxia. La alta concentración de estrellas de todas las edades en esta región sugiere que las estrellas más jóvenes se originan a partir de la materia expulsada por las estrellas muertas y que este proceso sólo es eficiente en el centro de la galaxia. El ritmo observado al que las estrellas evolucionadas devuelven el gas al medio interestelar es suficiente para alimentar la formación estelar reciente observada en esta región. Este resultado es consistente con un escenario en que el gas encontrado en el centro de NGC 185 es de origen interno, lo que es apoyado también por las propiedades cinemáticas del gas y las estrellas.

En la segunda parte de la tesis estudiamos la población estelar de Phoenix, una galaxia de tipo intermedio entre irregular enana y elíptica enana en el Grupo Local. Nuestro análisis de su estructura basado en una placa fotográfica digitalizada sugiere la existencia de dos componentes: una interna, que contiene la mayoría de las estrellas jóvenes de la galaxia, y otra externa, que está predominantemente poblada por estrellas viejas.

La distribución espacial de la población joven localizada en la componente central de Phoenix es claramente asimétrica, sugiriendo la existencia de una propagación de la formación estelar a través de la región central. La nube de H I descubierta a $\sim 6'$ al suroeste de

la imagen óptica de la galaxia podría estar involucrada en este proceso y podría representar la evidencia de que Phoenix expulsó todo el gas en su último episodio de formación estelar hace 100 millones de años.

Por otra parte, encontramos la presencia de una significativa población estelar de edad intermedia en la región central de Phoenix, que podría ser menos abundante, o incluso estar ausente, en las regiones más externas. Esta variación es consistente con el incremento observado en el número de estrellas de la rama horizontal hacia las regiones más externas de la galaxia. Este resultado, junto con el de nuestro estudio morfológico, sugiere la existencia de una población vieja y pobre en metales con una distribución esferoidal rodeando a la componente central más joven de Phoenix.

Por último, la tasa de formación estelar de Phoenix es comparable a la de las galaxias irregulares enanas, indicando que Phoenix podría ser una irregular enana que actualmente se encuentra en un etapa tranquila de su actividad de formación estelar.

Gas ionizado y formación estelar en galaxias Wolf-Rayet

David Israel Méndez Alcaraz dmendez@11.iac.es

Director/es: Cesar Esteban López

Centro: Instituto de Astrofísica de Canarias – Universidad de la Laguna

Lectura: 21 de septiembre de 1999

En esta memoria de tesis llevamos a cabo la exposición de los resultados más interesantes obtenidos durante los últimos cuatro años de investigación sobre los procesos de formación estelar y la cinemática del gas ionizado en un grupo de galaxias Wolf-Rayet. Nuestro estudio se ha basado en la obtención de imágenes en la línea de emisión de $H\alpha$ y en el continuo adyacente, así como en los filtros de banda ancha U , B y V de 14 galaxias Wolf-Rayet. También hemos obtenido espectroscopía de resolución intermedia y alta en el rango óptico para zonas particulares de las galaxias que presentan una morfología más interesante en las imágenes ópticas. Asimismo hemos obtenido imágenes en el continuo de radio (a 4.8 y a 8.64 GHz) de la galaxia He 2–10. Por otra parte, hemos llevado a cabo también un análisis de los datos en rayos X de He 2–10 presentes en el archivo de *ROSAT*.

La formación estelar reciente en las galaxias de la muestra se distribuye en forma de diferentes brotes separados espacialmente y, en algunos casos, no estrictamente coetáneos. En este sentido, el caso más claro e interesante es el de la galaxia Mrk 1094 y su gradiente de edad radial en la barra central de brotes de formación estelar.

Por otra parte, muchas de las galaxias que en un principio habían sido catalogadas como objetos aislados presentan compañeros de bajo brillo superficial. Uno de nuestros resultados más interesantes es el hecho de que los procesos de formación estelar en galaxias Wolf-Rayet de relativamente baja luminosidad pueden tener su origen en la interacción con compañeros de muy baja masa y con brillos superficiales muy bajos, o con nubes compañeras de $H\text{ I}$.

La morfología en $H\alpha$ de la mayoría de los objetos de la muestra indica la presencia en los mismos de estructuras en forma de burbuja y de filamentos de bajo brillo superficial. Este tipo de estructuras se puede asociar a la acción conjunta de vientos estelares de estrellas masivas y explosiones de supernova, como por ejemplo en el caso del flujo bipolar complejo en la dirección noroeste–sureste de la galaxia He 2–10. En este sentido, un estudio en detalle de los perfiles de emisión de las líneas ópticas de algunos objetos de la muestra indica la presencia de claras asimetrías en dichos perfiles. Estos rasgos están relacionados probablemente con procesos de *expansión explosiva* de superburbujas en un medio grumoso. Por otra parte, estimaciones de la velocidad de escape de estos objetos indican que parte del material involucrado en estos procesos de *expansión explosiva* de superburbujas podría tener suficiente energía como para escapar de las galaxias.

Evolución de protoestrellas de neutrones y colapso gravitacional de configuraciones metaestables

José A. Pons Botella

jose.a.pons@uv.es

Director/es: Juan Antonio Miralles Torres

Centro: Departament d'Astronomia i Astrofísica – Universitat de València

Lectura: 7 de mayo de 1999

En esta tesis se ha estudiado la evolución térmica y la composición de una estrella de neutrones durante las primeras decenas de segundos tras su formación, periodo conocido como fase de Kelvin-Helmholtz.

Una estrella de neutrones se forma en la fase inmediatamente posterior a una explosión de supernova, cuando el residuo ligado se desacopla de la envoltura en expansión. Los neutrinos radiados por esta protoestrella de neutrones son de vital importancia en la energética de la supernova y, posiblemente, esenciales para la reactivación de la onda de choque. Además, dichos neutrinos son cruciales para la nucleosíntesis en supernovas, especialmente para los procesos r que pueden producirse en el material expulsado. Un estudio cuidadoso de las energías y escalas de tiempo de la emisión de neutrinos de todos los sabores es necesario para la interpretación de los datos que serían recogidos en los detectores terrestres en caso de que se produjera una supernova en nuestra galaxia, o a menos de unos centenares de kiloparsecs. En principio, las observaciones de los neutrinos no sólo podrían dar información sobre la masa de la estrella de neutrones, sino también ayudar a discriminar entre los diferentes modelos de ecuaciones de estado de la materia a densidades supranucleares y la composición interna.

En los cálculos realizados en la tesis se han utilizado las opacidades de neutrinos más actuales, calculadas consistentemente con la ecuación de estado utilizada. Se han derivado rigurosamente las expresiones de los coeficientes de difusión apropiados para el transporte de neutrinos en relatividad general en la aproximación de difusión en equilibrio. Dichos coeficientes de difusión se han calculado usando una ecuación de estado a temperatura finita desarrollada en el marco de una teoría relativista de campo medio, que además permita la presencia de hiperones o condensados de kaones. Se han presentado resultados de simulaciones numéricas de la deleptonización y enfriamiento de protoestrellas de neutrones, así como luminosidades y energías medias de los neutrinos emitidos. Hemos discutido la influencia del modelo estelar inicial, la masa total, la ecuación de estado, y la presencia de partículas extrañas sobre la evolución y la señal recibida en los detectores terrestres.

Entre las conclusiones, destacamos que, siempre que las opacidades se calculen consistentemente con la ecuación de estado, las diferencias en las luminosidades predichas para tiempos menores que unos 10 segundos son bastantes independientes del modelo. Para tiempos mayores que 10 segundos, y hasta que la estrella se vuelve transparente a los neutrinos, las luminosidades decaen exponencialmente con un tiempo característico

que es sensible a las propiedades de la materia a altas densidades. En cuanto a las energías medias de los neutrinos emitidos, se ha encontrado que éstas aumentan durante los primeros cinco segundos de evolución, para luego decrecer linealmente con el tiempo.

El mismo resultado se obtiene para modelos con hiperones, excepto cuando la masa es mayor que la masa máxima correspondiente a una estrella fría y deleptonizada. En este caso, se ha encontrado la existencia de estrellas metaestables, que se vuelven inestables frente a colapso gravitacional durante la fase de deleptonización. Las estrellas metaestables con masas muy próximas a la masa máxima de una estrella fría y deleptonizada tienen tiempos de evolución relativamente mayores que los modelos sin hiperones.

Non-LTE Inversion of Spectral Lines and Stokes Profiles

Héctor Socas Navarro navarro@hao.ucar.edu

Director/es: Javier Trujillo Bueno y Basilio Ruiz Cobo

Centro: Instituto de Astrofísica de Canarias – Universidad de la Laguna

Lectura: 1 de octubre de 1999

En esta tesis presentamos, por primera vez en el campo de la espectroscopia solar y estelar, un método para la inversión de los perfiles de Stokes de líneas espectrales (con la polarización inducida por el efecto Zeeman) para las que la aproximación de Equilibrio Termodinámico Local (ETL) no es adecuada. Este método combina técnicas de ajuste por mínimos cuadrados basadas en el método de Levenberg–Marquard y en el método SVD (véase Ruiz Cobo y del Toro Iniesta 1992; ApJ, 398, 375) con métodos iterativos muy eficientes para la solución de problemas de transporte radiativo con modelos atómicos realistas (véase Socas Navarro y Trujillo Bueno, 1997; ApJ, 490, 383). Esta nueva herramienta de diagnóstico es aplicada a observaciones espectropolarimétricas que realizamos con vistas al estudio de la dinámica y el magnetismo de la cromosfera sobre la umbra de las manchas solares. Nuestro código de inversión obtiene la estratificación de la temperatura, densidad, velocidad macroscópica, microturbulencia y vector campo magnético que de un mejor ajuste a los perfiles observados.

Este código requiere el cálculo de las funciones respuesta (FRs), que miden la reacción de los perfiles emergentes a pequeñas perturbaciones en las condiciones atmosféricas. El cálculo de FRs sin suponer ETL es, sin embargo, un problema mucho más complejo debido a la naturaleza no-local y no-lineal del problema del transporte radiativo en un plasma ópticamente grueso. Para facilitar un cálculo eficiente de tales FRs introducimos la aproximación de *coeficientes de alejamiento fijos* en las FRs. Esta aproximación reduce enormemente el coste computacional necesario para encontrar el modelo que da lugar al mejor ajuste, logrando así que nuestro método de inversión (sin suponer ETL) sea en verdad aplicable, y con muchas posibilidades de futuro, en el campo de la espectroscopia solar y estelar.

Nuestro método de inversión ha sido probado extensivamente con observaciones simuladas donde perfiles sintéticos de líneas cromosféricas emergentes de modelos de atmósferas estelares, son presentados al código para su inversión. De esta forma estudiamos la fiabilidad de las inversiones y las posibles limitaciones. Pero esta nueva herramienta de diagnóstico es aplicada también a observaciones reales. Para tal fin, observamos series temporales de perfiles de Stokes I y V emergentes de la umbra de una mancha solar. Las líneas espectrales observadas simultáneamente son las líneas cromosféricas del Ca II en 8498 y 8542 Å, y la línea fotosférica del Fe I en 8497 Å. El análisis de estos datos espectro-polarimétricos revela un comportamiento fascinante, hasta ahora desconocido, de los

perfiles de polarización circular (Stokes V) en las líneas cromosféricas. Estos adoptan periódicamente (aproximadamente cada 3 minutos) una forma *anómala*, fuertemente asimétrica, volviendo a continuación a su estado *normal* antisimétrico. Estos perfiles de Stokes-V anómalos son interpretados en el marco de esta tesis como la firma observacional polarimétrica del mismo mecanismo físico responsable de la aparición de los enigmáticos *destellos umbrales* (en inglés *umbral flashes*), los cuales son detectables (pero sólo en algunas manchas) como emisiones en el centro del perfil de intensidad de líneas cromosféricas.

La aplicación de nuestro código de inversión a la serie temporal descrita en el párrafo anterior nos permite inferir, por primera vez, un modelo semi-empírico de las oscilaciones de la cromosfera sobre las manchas solares, incluyendo los instantes en los que aparecen los perfiles de Stokes-V anómalos mencionados anteriormente. Este modelo semi-empírico está caracterizado por la existencia de dos componentes no resueltas del plasma atmosférico. Ambas componentes tienen una variación similar del vector campo magnético, pero tienen direcciones opuestas del movimiento de su plasma constituyente y con velocidades relativas de ~ 10 km/s.

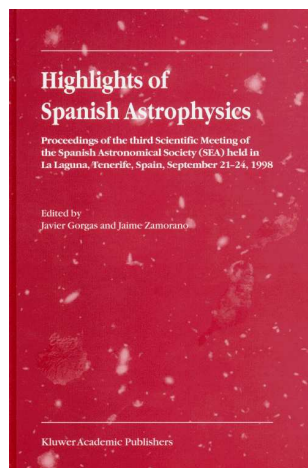
Basándonos en este modelo semi-empírico, que es capaz de explicar nuestras observaciones espectro-polarimétricas a lo largo de todo un ciclo de oscilación, proponemos dos escenarios físicos como posibles responsables de la oscilación del plasma umbral cromosférico (cuya naturaleza está siendo debatida desde los años setenta).

El primer escenario plausible está caracterizado por la existencia de ondas que se propagan hacia la cromosfera y la región de transición, y lo hacen en el seno de un plasma magnetizado con velocidades macroscópicas dirigidas hacia el interior estelar. Eventualmente, tales ondas dan lugar a la formación de choques con disipación de energía.

En el segundo escenario, compatible también con nuestro modelo semi-empírico, eyecciones periódicas de masa provenientes de la fotosfera, con velocidades de hasta 10 km/s, aumentarían la opacidad cromosférica. Este escenario físico no necesita cambios dramáticos en la termodinámica cromosférica. El análisis del balance de masa en este segundo escenario de eyecciones periódicas de masa revela que, aunque existen flujos netos de masa que están dirigidos hacia el interior estelar durante la fase tranquila de la oscilación y hacia la superficie en la fase activa, al integrar sobre todo el ciclo de oscilación se obtiene que la masa total se conserva con muy buena aproximación. Dado que esta condición no fue impuesta en ningún momento como ligadura en nuestro método de inversión, este resultado respalda considerablemente nuestro modelo semi-empírico de las oscilaciones de la cromosfera sobre las manchas solares, el cual supone un nuevo avance significativo en el campo de la exploración de los fenómenos dinámicos y magnéticos en regiones magnetizadas del plasma atmosférico solar.

Highlights of Spanish Astrophysics

Autor/es: Javier Gorgas y Jaime Zamorano, Editores
Editorial: Kluwer Academic Press
Páginas: 410 **ISBN:** 0-7923-5881-3
Precio: 25 670 pesetas, 154.29 euros (tapa dura)



Evidentemente, el título de este volumen puede parecer pretencioso. Vaya por delante que no es, ni pretende ser, una recopilación de lo más importante de la Astrofísica en España. Además ¿quién se atrevería a decidir (usando unos imposibles criterios objetivos de calidad científica) qué es *lo más importante*? Las metas del libro son mucho más modestas. Simplemente en él se reflejan las contribuciones presentadas en la III Reunión Científica de la Sociedad Española de Astronomía (celebrada en La Laguna del 21 al 24 de septiembre de 1998). Sin embargo, si se tiene en cuenta que en él participan (como autores) alrededor del 35% de los astrofísicos españoles, que prácticamente están representados todos los centros de investigación nacionales (y una buena fracción de nuestros colegas en el extranjero), y que los temas que se incluyen cubren desde el Sistema Solar hasta la cosmología, no podemos negar que este texto representa lo más cercano que se ha conseguido hasta la fecha a una visión global del estado actual de la Astrofísica española.

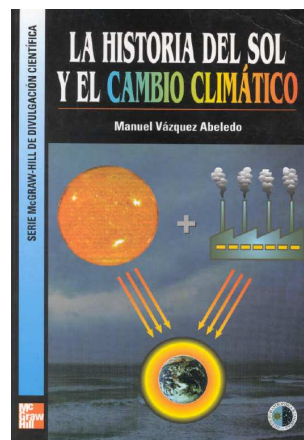
En definitiva, el volumen reúne 92 artículos especializados en una gran variedad de temas, reflejando los amplios intereses de nuestra comunidad astrofísica. Hay que destacar los artículos de revisión dedicados a la evolución cosmológica de la tasa de formación estelar, la naturaleza de los *Gamma-Ray Bursts*, la escala de distancia tras *Hipparcos* y la Astrofísica en el infrarrojo con *ISO*.

Esta publicación da, por vez primera, una proyección internacional a una Reunión Científica de la SEA. Desde mi punto de vista, sería muy deseable que las futuras Reuniones quedasen reflejadas en publicaciones con un formato y difusión similares, dando además cabida a temas de investigación relevantes que no se incluyen en este volumen. Publicaciones de este tipo pueden ayudar, sin lugar a dudas, a consolidar una, muy necesitada, tradición astrofísica en este país.

Javier Gorgas García

fjg@astrax.fis.ucm.es

Autor/es: Manuel Vázquez Abeledo
Editorial: Serie McGraw-Hill de Divulgación Científica
Páginas: 512 **ISBN:** 84-481-2058-2
Precio: 2 990 pesetas, 17.97 euros



Sin lugar a dudas, el calentamiento global del planeta Tierra es uno de los temas científicos que mayor impacto tiene en nuestra sociedad. No es difícil entender el por qué; nos va mucho en ello. Ante la innumerable cantidad de artículos relacionados con el tema que el profano –y el profesional– encuentra en los medios de comunicación, este libro nos ofrece los datos más actuales y contrasta las posibles explicaciones que se manejan. El libro no contentará al que, con ideas preconcebidas, quiere señalar al culpable del calentamiento de casi un grado que hemos sufrido durante el último siglo. La actividad humana, con el aumento continuado de la emisión de gases invernadero, representa, sin duda, un papel preponderante y así se expone en el libro. Pero existen otros factores que determinan el clima terrestre y cuyo papel en el proceso aún no se entiende de forma satisfactoria – efecto de los aerosoles, cambios en la irradiación solar–. En cualquier caso, el lector que se aproxime a este libro se encontrará con una exposición objetiva de los datos en relación con el cambio climático que estamos observando, información gráfica detallada y una visión del problema alejada de los extremismos facilones que nos encontramos con frecuencia.

El clima de la Tierra y su relación con nuestra principal fuente de energía, el Sol, son estudiados desde los orígenes del Sistema Solar. Esta perspectiva histórica, como suele ocurrir, permite ver el problema de una forma sosegada. Como no podía ser de otra manera –dada la trayectoria profesional del autor–, los fenómenos solares, su dinámica y magnetismo son estudiados en detalle. El papel de nuestra estrella en las diferentes fases de la evolución del clima terrestre es comentado en profundidad. La complejidad de todas estas relaciones se expone con claridad en los diferentes capítulos. Pero, sin duda, el fenómeno más difícil de entender es el papel de los enormes intereses económicos, sociales y políticos que hoy en día pueden afectar la evolución futura de nuestro clima. Es en este punto donde el libro llama nuestra atención y expresa su mayor preocupación.

Una última recomendación. Estamos ante un libro de divulgación, pero el tema es tratado desde el más estricto rigor científico. Esto requiere por parte del lector un grado de atención mayor del que pueda estar acostumbrado en lecturas similares. Pero, sin duda, este pequeño esfuerzo, merecerá la pena.

Valentín Martínez Pillet

vmp@ll.iac.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>