

BOLETÍN DE LA SEA

Editores

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

Portada

Benjamín Montesinos Comino

Comité editorial

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

Sociedad Española de Astronomía SEA

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

Comisión de información

comi-info@sea.am.ub.es

Ad astra per aspera

Esta edición del boletín es especial por varias razones. En primer lugar, cuando se publique este número España ya se habrá adherido formalmente a ESO y por ello incluimos un texto del presidente de la SEA celebrando esta buena noticia. En segundo lugar, este boletín se distribuirá durante la reunión científica de la SEA en Barcelona y hemos incluido en él información para los asistentes: programa de la reunión, información local, información turística y diversos planos. ¡Esperamos que os sean útiles! Y, finalmente, en una nota más triste, un recordatorio de Lucas Lara Garrido que nos ha dejado recientemente.

Además de estos contenidos excepcionales, el boletín incluye también las secciones habituales: una revisión del estado del GTC, un artículo de revisión sobre la evolución de la actividad solar y sus efectos sobre los planetas y la recopilación de reseñas de tesis doctorales.

¡Nos vemos en Barcelona!

Los editores



La imagen que ilustra la portada es una composición que une en una misma montaña los observatorios del Roque de los Muchachos y de Paranal, en una celebración de la entrada de España en ESO. El proceso ha sido largo y ahora es tarea de los astrónomos sacar el máximo partido a las nuevas oportunidades que se nos ofrecen. La imagen del “cielo” es cortesía de Herman Serrano y ha sido tomada de la web “Astronomy Picture of the Day” (<http://antwarp.gsfc.nasa.gov/apod/ap060616.html>). La composición global es obra de Nicolás Cardiel y Jaime Zamorano.

LA ADHESIÓN DE ESPAÑA AL OBSERVATORIO EUROPEO AUSTRAL

El Observatorio Europeo Austral (ESO en sus siglas inglesas) es un referente de la Astronomía europea. Su prestigio ha ido aumentando paulatinamente desde su fundación en 1962, y ha alcanzado un máximo con la exitosa construcción y puesta en funcionamiento de los cuatro telescopios VLT. La producción científica del VLT, a menos de una década desde el inicio de sus operaciones, está a la par con la producción del Hubble Space Telescope (HST), y por encima de la de los telescopios Keck, Gemini o Subaru. Todo un éxito de la astronomía europea, como bien hizo notar la profesora Catherine Cesarsky, Directora General del ESO, en la pasada reunión de SPIE en Orlando.

España se adhiere ahora al ESO. Espero no pecar de chauvinista si añado que también la astronomía española ha crecido mucho en este tiempo, a la par que lo hacía ESO. España entra así en ESO con un gran peso específico, y lo importante, ahora, es encontrar nuestro hueco en esta organización, de modo que, desde dentro, contribuyamos a definir el futuro de la astronomía europea de las próximas décadas.

La Sociedad Española de Astronomía (SEA) se congratula de la entrada de España en el ESO. De hecho, la SEA ha tenido un papel muy relevante en la adhesión de España al ESO. Ya desde la reunión científica de San Sebastián, en 1996, la SEA ha tenido como uno de los ejes principales de su actuación, el promover la entrada de España en ESO.

Para cuando salga este artículo, ya se habrán ratificado los acuerdos firmados por la Ministra de Educación y Ciencia y por la Directora General del ESO el pasado mes de febrero. Inicialmente se había propuesto el 1 de Julio de 2006 como fecha oficial de entrada. Es posible que los cambios habidos en el Ministerio de Educación y Ciencia, haya retrasado este acontecimiento. Según Xavier Barcons, Gestor del Plan Nacional de Astronomía y Astrofísica, el expediente está ahora en el Ministerio de Asuntos Exteriores, donde se espera que siga su curso diligentemente. Es importante notar que en cualquier caso España ha podido solicitar tiempo de observación para el próximo semestre, como miembro de pleno derecho a efectos prácticos. Por cierto, el resultado de esta primera ronda de asignación de tiempo de observación, con "España dentro", ha resultado en aproximadamente un 6 %, del total de las propuestas que han obtenido tiempo, con IP español. Se espera que se alcance una media del 9 %, dado el tamaño y fortaleza de la comunidad española, pero este 6 % para la primera ronda no es un mal comienzo.

Pues bien, pensemos que ya estamos en ESO. Ahora tenemos que ocupar nuestro espacio en dicha organización, espacio que hemos de ganarnos a pulso, en una comunidad, la europea, que viene trabajando junta desde hace tiempo, con alianzas, y lazos ya establecidos. Desde mi punto de vista, tres son los aspectos en los que, como comunidad astronómica española, debemos incidir decididamente. El primero es hacer la mejor ciencia, a la par con nuestros colegas europeos, consiguiendo tiempo de observación abundante en base a la calidad científica de nuestras propuestas. El segundo aspecto es estar presentes en los diversos comités, foros de discusión, y cómo no, en los órganos de dirección. Y de nuevo ganarnos esta presencia por nuestra ciencia, y por nuestra visión constructiva del futuro de la Astronomía Europea. Por último, y no menos importante, tenemos que ser capaces de participar, e incluso liderar en su momento, los desarrollos tecnológicos que conduzcan a la mejor y más innovadora instrumentación astronómica, así como a los futuros telescopios gigantes. Y esto incluyendo a la industria tecnológica española, y formando astrónomos instrumentistas. La Astronomía Española debe crecer armoniosamente, considerando todos estos aspectos. Si lo conseguimos no solo nos beneficiaremos de nuestra entrada en ESO, sino que también la Astronomía Europea, ¡que es la nuestra!, saldrá beneficiada con la adhesión de España al ESO.

José Miguel Rodríguez Espinosa, presidente de la SEA

NUEVOS RETOS DE LA ASTROFISICA ESPAÑOLA VII reunión científica de la SEA 2006 Barcelona, 12-15 septiembre 2006

Quince años después de la fundación en Barcelona de la Sociedad Española de Astronomía, su VII asamblea científica se va a celebrar en esta misma ciudad en un momento de efervescencia para la comunidad astronómica española. A lo largo de 2006 asistiremos a la entrada de España en el European Southern Observatory (ESO) y a la primera luz del Gran Telescopio de Canarias (GTC), dos hitos históricos de gran relevancia que van a marcar de forma singular el futuro de la astronomía en nuestro país. Los diferentes grupos de investigación en astrofísica integrados en institutos, departamentos universitarios y observatorios, vertebrados por el Plan Nacional de Astronomía y Astrofísica y el Plan Nacional del Espacio, han adquirido la solidez y experiencia necesarias para afrontar con garantía de éxito estos retos, y otros tan relevantes como la puesta en funcionamiento del radiotelescopio de 40 metros de Yebes y la destacada participación en numerosas misiones espaciales.

Más que nunca, es oportuno un encuentro que permita compartir y debatir proyectos, dar a conocer nuevas ideas o necesidades, intercambiar opiniones y conocimientos que permitan establecer nuevas colaboraciones científicas y, en definitiva, fortalecer la astronomía de nuestro país ante los retos de un futuro muy prometedor.

¡Nos vemos en Barcelona!

**Nuevos retos
de la astrofísica
española**

VII Reunión Científica de la SEA

**Barcelona, 12-15
septiembre 2006**

España en ESO
Ciencia con GTC
Galaxias y cosmología
La Galaxia y sus componentes
Sol y sistemas planetarios
Observatorios e instrumentación

Comité científico (SOC)
Presidente: Emilio J. Alfaro Navarro
Francisco Figueras Sñiel
Francisco Garvín López
Martín Antonio Guerrero Roncal
José Ignacio González Serrano
Margarita Hernanz Carbó
Vicent J. Martínez García
Josep Maria Paredes Poy

Comité local (LOC)
Presidente: Eduard Salvador Solé
María Teresa Beltrán Sorolla
Francisco Figueras Sñiel
Josep Miquel Girart Medina
Guillermo González Casado
Margarita Hernanz Carbó
Carme Jordi Nebot
Pascual López Hermoso
Belén López Martí
Xavier Lluís Comas-Forgas
Alberto Marréguas Oliva
Josep Maria Paredes Poy
Salvador Ribas Rubio
Ferran Sala Miralot
Jordi Torra Fiolis
José María Torrelles Arnedo

SEA Sociedad Española de Astronomía

U B UNIVERSITAT DE BARCELONA

CSIC CONSEJO SUPERIOR DE INVESTIGACIONES CIENTÍFICAS

UPC UNIVERSITAT POLITÈCNICA DE CATALUNYA

IEEC Institut d'Estudis Espacials de Catalunya (UB, CSIC, UPC, UAB, DURS)

PROGRAMA CIENTIFICO

Martes 12 de septiembre

09:00–10:30 Inscripción
10:30–11:00 Café
11:00–11:30 Inauguración
11:30–13:50 Sesión plenaria: España en ESO

- 11:30–11:35 Sesión 1
- 11:35–11:55 Sesión 2
- 11:55–12:35 Sesión 3
- 12:35–13:00 Sesión 4
- 13:00–13:25 Sesión 5
- 13:25–13:50 Sesión 6

13:50–16:00 Comida y sesión de pósters
16:00–17:30 Sesiones Paralelas
17:30–18:00 Café y sesión de pósters
18:00–19:30 Sesiones Paralelas
16:00–19:30 Seguimiento proyectos PNAYA

Miércoles 13 de septiembre

08:30–12:45 Seguimiento proyectos PNAYA
09:00–10:30 Sesiones Paralelas
10:30–11:00 Café
11:00–13:50 Sesión plenaria

- 11:00–11:45 Sesión 1
- 11:45–12:10 Sesión 2
- 12:10–12:35 Sesión 3
- 12:35–13:00 Sesión 4

13:00–13:50 Programas nacionales

- 13:00–13:25 Programa Nacional de Astronomía y Astrofísica
- 13:25–13:50 Programa Nacional de Espacio

13:50–15:45 Comida y sesión de pósters
15:45–17:15 XIV Asamblea ordinaria de la SEA
18:30–24:00 Excursión y Cena

Jueves 14 de septiembre

09:00–10:30 Sesiones Paralelas
10:30–11:00 Café
11:00–13:50 Sesión plenaria: Ciencia con el GTC

- 11:00–11:25 Sesión 1
- 11:25–12:10 Sesión 2
- 12:10–12:35 Sesión 3
- 12:35–13:00 Sesión 4
- 13:00–13:25 Sesión 5
- 13:25–13:50 Sesión 6

13:50–16:00 Comida y sesión de pósters
16:00–17:30 Sesiones Paralelas
17:30–18:00 Café y sesión de pósters
18:00–20:00 Reuniones organizativas de redes o proyectos multicentros

Viernes 15 de septiembre

09:00–10:30 Sesiones Paralelas
10:30–11:00 Café
11:00–13:50 Sesión plenaria

- 11:00–11:45 Sesión 1
- 11:45–12:30 Premio Tesis SEA
- 12:30–12:55 Sesión 3
- 12:55–13:20 Sesión 4
- 13:20–13:55 Sesión 5

13:50–16:00 Comida y sesión de pósters
16:00–17:30 Sesiones Paralelas
17:30–18:00 Café y sesión de pósters
18:00–19:30 Sesiones Paralelas

Fechas importantes

- 12-15 de Septiembre de 2006: Celebración VII Reunión Científica
- 30 de Octubre de 2006: Fecha límite para la recepción de contribuciones a publicar

Información local

Cómo llegar

- **Avión:** Desde el aeropuerto de El Prat, un tren de cercanías conecta el aeropuerto y la ciudad con una frecuencia de 30 minutos. Pueden consultarse los horarios en la web de Cercanías Renfe. El Aerobús conecta también el aeropuerto con el centro de Barcelona (Plaça Catalunya), con una frecuencia de paso aproximada de 15 minutos.
- **Tren:** La estación principal de Barcelona es la estación de Sants, donde pueden tomarse varias líneas de metro (parada Sants-Estació) y autobuses. Algunos trenes de largo recorrido efectúan paradas en otras estaciones de la ciudad.
- **Autobús:** Los autobuses interurbanos llegan a la estación del Nord, no muy lejos del parque de la Ciutadella. La estación de metro más próxima es Arc de Triomf. Algunas compañías de autobuses efectúan paradas en otros puntos de la ciudad.

Cómo moverse

Barcelona tiene una excelente red de transporte público integrada por autobuses diurnos y nocturnos, metro, tranvía, la red de Ferrocarriles de la Generalitat de Catalunya (FGC) y la red de Cercanías de Renfe. Con un título de transporte integrado (diario, mensual, trimestral o de diez viajes) es posible tomar cualquiera de estos medios de transporte. Pueden comprarse en todas las estaciones de metro y FGC y, en el caso del T-10 (bono de diez viajes, con derecho a trasbordo en la hora y cuarto siguiente a la validación), también en muchos kioscos de prensa. Los títulos integrados sirven también para los desplazamientos (en tren de Cercanías) al y desde el aeropuerto.

Planos de la red de metro y FGC pueden obtenerse en las estaciones correspondientes. Los puntos de información de la empresa de Transporte Metropolitano de Barcelona (TMB) proporcionan planos gratuitos de la red de autobuses y metro. Los puntos de información TMB son:

- Estación Universitat (zona Línea 1)
- Estación Diagonal (zona Línea 5)
- Estación Sagrada Família (zona Línea 5)
- Estación Sants-Estació (zona Líneas 5 y 3)

Para obtener un plano de situación (si se quiere, con indicación de las paradas de autobuses y estaciones de metro, FGC o Cercanías más próximas), puede utilizarse la guía oficial de Barcelona en Internet.

Meteorología

Habitualmente en el mes de septiembre aún se respira un aire veraniego. Las temperaturas máximas pueden llegar fácilmente a 25-30 grados y las mínimas permanecer alrededor de 18-23 grados, lo que permite disfrutar de las playas de la costa catalana. Cabe destacar que el mes de septiembre es el más lluvioso en Barcelona, aunque fundamentalmente se trata de lluvias de carácter tormentoso, por lo que son breves pero intensas.

Seguridad y emergencias

Barcelona no es una ciudad peligrosa, pero conviene prestar atención a bolsas y bolsillos, especialmente en aquellos lugares, como el centro de la ciudad (Ramblas, Barri Gòtic,...), donde la aglomeración de turistas resulta muy tentadora para los carteristas.

En caso de emergencia puede llamarse al número central de emergencias 112 (gratuito desde cualquier teléfono). Otros números de interés son:

- Emergencia sanitaria: 061
- Policía nacional: 091
- Mossos d'Esquadra (Policía autonómica): 088
- Guàrdia Urbana (Policía local): 092
- Bomberos: 080

Información turística y actos sociales

Visitando Barcelona

Barcelona permite múltiples opciones culturales y de ocio. Es una ciudad única en cuanto a estilos arquitectónicos, empezando por los restos de la muralla romana de 2000 años de antigüedad hasta la arquitectura más contemporánea y atrevida, pasando por las impresionantes postales góticas del centro histórico de la ciudad, o las inigualables obras de estilo Modernista de arquitectos como Gaudí o Domènech i Muntaner que dan forma al Eixample barcelonés.

La actividad cultural en la Ciudad Condal es de destacado interés. Rara es la ocasión en que no se esté desarrollando en ella alguna Feria de relevante importancia o se pueda visitar exposiciones de arte de primer nivel en alguno de sus múltiples museos. Para poder aprovechar al máximo la estancia en la ciudad, es recomendable visitar la página web oficial de Turismo en Barcelona. Una vez allí, también se puede visitar alguno de los puntos de información turística situados en:

- Plaça de Catalunya (debajo plaza)
- Plaça de Sant Jaume/Carrer Ciutat (edificio Ayuntamiento)
- Estación de Trenes Barcelona-Sants
- Terminales A y B del Aeropuerto de Barcelona
- Estación de autobuses "Estació del Nord"
- Cabinas de información en: La Rambla (La Rambla 115), Colom (junto monumento), Pl. Espanya (Pl. Espanya/Av. Maria Cristina), Sagrada Família (C./ Sardenya frente Fachada de la Pasión) y Zona Barceloneta (Ps. Joan de Borbó s/n)

Actos sociales de la VII Reunión Científica

- **Cena del congreso:** Tendrá lugar el miércoles 13 de septiembre, una vez finalizada la Asamblea de la SEA. Cenaremos en la "Sala Giratoria" del Restaurante *El xalet de Montjuic* (Avda. Miramar 31), contemplando una magnífica panorámica de Barcelona.
- **Visita guiada por Barcelona:** Tour panorámico, apto para obtener una idea general de los atractivos que ofrece la ciudad.
- **Barcelona a golpe de pedal:** Para los "astrónomos deportistas" se ofrece un recorrido en bicicleta que incluye zonas emblemáticas de la Barcelona Olímpica (Barceloneta, Vila Olímpica) y de la Barcelona medieval (Barrio Gótico).

Enlaces de interés

- Página web oficial de la VII Reunión Científica: <http://sea.am.ub.es/reunion/>
- Ayuntamiento de Barcelona: <http://www.bcn.es/castella/ehome.htm>
- Transport Metropolità de Barcelona (TMB): http://www.tmb.net/es_ES/home.jsp
- Ferrocarrils de la Generalitat de Catalunya (FGC): <http://www.fgc.net/>
- Renfe: <http://www.renfe.es/>
- Aeropuerto de El Prat: <http://www.aena.es/>
- Estación de autobuses Barcelona Nord: <http://www.barcelonanord.com/>
- Guía oficial de Barcelona: <http://www.bcn.es/guia/welcomee.html>
- Turismo en Barcelona: <http://www.barcelonaturisme.com>
- Restaurante *El Xalet de Montjuic*: <http://www.xaletdemontjuic.com/es/>

LUCAS LARA GARRIDO



Lucas Lara Garrido falleció el 22 de Marzo de 2006, tras casi un año de dura y valiente lucha contra la enfermedad. Lucas era miembro ordinario de la SEA desde que se doctoró en 1994, tras haber sido de los primeros miembros junior. Mientras la SEA daba sus primeros pasos, también Lucas daba sus primeros pasos en radioastronomía bajo nuestra dirección. Para nosotros fue un privilegio, pues Lucas fue un estudiante inolvidable: brillante, eficaz, creativo, amable, generoso, gran compañero,... excelente persona. Así es recordado en todas las instituciones en las que ha trabajado.

Tras licenciarse en Ciencias Físicas en la Universidad de Granada, Lucas realizó su tesis en el Instituto de Astrofísica de Andalucía (IAA, CSIC). Recibió su doctorado el 17 de Mayo de 1994. Su trabajo post-doctoral lo desarrolló, durante 2 años, en el *Istituto di Radioastronomia* de Bolonia (Italia), centro de investigación de excelencia en el campo de la radio-interferometría. Volvió a Granada, al IAA, como contratado post-doctoral. En febrero de 2002, se incorporó a la Universidad de Granada como Profesor Titular y quedó como Doctor Vinculado al Instituto de Astrofísica de Andalucía. ¡Qué suerte van a tener tus futuros estudiantes! – le dijimos cuando obtuvo la plaza – conscientes de sus dotes de docente y de su talento como investigador. ¡Lástima que ahora el destino les haya arrebatado tan gran profesor y a nosotros, amigos y colaboradores suyos, una gran persona y un científico brillante!

Lucas hizo contribuciones muy relevantes en el campo de la actividad de las regiones centrales de los Núcleos Activos de Galaxias. Podemos desta-

car: el estudio de la estructura interna del cuásar superluminal 3C 395 en flujo total y polarizado, desde escalas del parsec al kiloparsec, explicando la aparente contradicción entre la variabilidad de la densidad de flujo y la estacionariedad de parte de la estructura interna; el estudio de muestras completas de radiogalaxias, que le llevaron a concluir que la diferencia entre las radiogalaxias de alta y baja potencia no puede explicarse únicamente en base a las propiedades del núcleo central (eficiencia y grado de acrecimiento de materia hacia el agujero negro, existencia o no de toroide opaco, etc.) sino por la interacción fuerte con el medio externo a distancias de varios cientos de parsec; el estudio de fenómenos de recurrencia en la actividad nuclear en radiogalaxias como J1835+620, 3C236 y 3C338; la definición y estudio de una muestra de radiogalaxias gigantes (GRGs), que ha supuesto el descubrimiento de 22 nuevas GRGs, radiogalaxias en sus últimas fases de evolución que son excelentes candidatos a comenzar un nuevo proceso de reactivación. También contribuyó considerablemente a otras investigaciones: estudio de SgrA* con alta resolución angular, estudio de la expansión angular de supernovas jóvenes, etc. Con un final de su vida tan inesperado, nos ha dejado algunos proyectos para que nosotros intentemos finalizarlos, y así lo haremos. Sin él, alguno tendrá que esperar: Lucas estaba especialmente ilusionado con iniciar una nueva línea de investigación, basada en la aplicación de nuestros conocimientos de las técnicas radiointerferométricas al desarrollo de software para la reconstrucción de imágenes con interferómetros en el óptico e infrarrojo cercano.

Lucas tuvo también una capacidad natural para la divulgación de la ciencia. Muchos habréis leído sus artículos periodísticos y habréis gozado en sus charlas de divulgación en el IAA. Lucas era una de las apuestas habituales en las actividades que se organizaban en el IAA con motivo de la “Semana de la Ciencia y la Tecnología”, siendo el guía de las noches de observación astronómica. Sus charlas mezclaban el rigor científico con un fino sentido del humor y una capacidad única de simplificar los conceptos astronómicos. Junto con José Luis Ortiz, fue el padre del telescopio PETI (Pequeño Telescopio del IAA), telescopio con fines divulgativos instalado en la azotea del instituto. Mediante la conexión remota desde la Universidad de Grana-

da, Lucas utilizó PETI en la docencia universitaria con gran provecho para los alumnos.

Como primer paso para mantener su memoria viva, al “Primer Encuentro de la Radioastronomía Española”, que se celebró en Valencia del 9-11 de Mayo, y en el que él hubiera querido participar, se le modificó el título añadiendo “Memorial Lucas Lara”. En el mismo, realizamos un “Tributo” a su persona y a su carrera científica que puede descargarse desde **Ref[1]**. Asimismo, el libro con las Actas del Encuentro incluirá un testimonio escrito, que honrará su memoria y complementará este obituario.

Como ya entonces dijimos, Lucas tenía un fino hu-

mor, 40 años recién cumplidos, casi 40 artículos, esposa, 2 hijos, padres, muchos amigos, vocación docente, ilusión por investigar, ganas de vivir... A los que hemos tenido el placer de tenerle como amigo, siempre nos quedará su huella y el ejemplo de su actitud positiva ante la vida. Sus padres y familiares, y en especial, su esposa Rosa y sus hijos Pablo y Lucas, fueron su mejor soporte. Estos últimos constituyen su mejor legado. Desde estas líneas les enviamos nuestro pésame y nuestro aliento.

En nombre de sus incontables amigos

Antxon Alberdi CSIC-IAA

Jon Marcaide Universidad de Valencia

Ref[1] http://www.uv.es/radioast/pere2006/Tributo_Lucas_Lara.pdf

EL GRAN TELESCOPIO CANARIAS

COMIENZAN LAS PRUEBAS FINALES DE LOS MOTORES DEL TELESCOPIO

J. Miguel Rodríguez Espinosa `jmr.espinosa@iac.es`

Resumen

La estructura mecánica del telescopio se ha completado con la instalación de los rotadores de instrumentos. El telescopio está ahora en manos de nuestros ingenieros de control, que acaban de comenzar a instalar los armarios de electrónica y control de los ejes principales para proceder a las pruebas de los motores que permitirán el correcto apuntado y seguimiento de las fuentes. En otro orden de cosas, ya se han aluminizado con éxito dos segmentos del primario.

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

Cúpula

Se ha seguido trabajando en el sistema de control de la cúpula. La cúpula ha estado funcionando todo estos años para permitir la introducción de grandes partes del telescopio. La diferencia es que hasta ahora los movimientos se hacían manualmente, apretando botones. Ahora lo que se va a poder hacer es mover la cúpula desde las terminales de ordenador que rigen el complejo sistema de control del GTC. Esto es un primer paso para que la cúpula consiga seguir al telescopio automáticamente en sus movimientos de apuntado y seguimiento. Esto es necesario para primera luz, y no se esperan problemas para conseguirlo. No se ha concluido sin embargo la reparación del movimiento completo de la compuerta de observación. Esta operación está resultando compleja, no solo por la complejidad propia de la enormidad de la compuerta, sino también por la logística de no poder emprender ninguna operación en la cúpula cuando se han de introducir piezas del telescopio. En todo caso la compuerta está operativa, con la precaución de no abrirla hasta su tope. Esto se abordará posiblemente este verano.

Telescopio

Como decía en la introducción, el telescopio, o al menos su estructura mecánica está completa. El último paso ha sido la instalación de los rotadores de instrumentos (Fig. 1). Antes de eso, la actividad que ha ocupado la mayor parte de lo que llevamos de año ha sido la instalación de los motores de acimut y elevación y sus pruebas correspondientes. Dichas pruebas han concluido justo antes de la colocación de los rotadores de instrumentos. Ya se tienen pues los resultados tanto del comportamiento de los motores, como de las medidas de las frecuencias propias del telescopio. Dichos resultados son satisfactorios. La primera frecuencia propia del telescopio está en 4.7 Hz, lo que queda muy cerca del valor teórico calculado, y es un valor suficientemente alto como para que el telescopio no se ponga a oscilar a la menor de cambio. Asimismo la precisión de las medidas de seguimiento alcanzadas con los codificadores de acimut y elevación están en 0,01" y 0,015" respectivamente con un error de medida de 0,002".



Figura 1 — *Instalación de uno de los rotadores de instrumentos. Ya están instalados los dos rotadores en sendas estaciones focales Nasmyth.*

Óptica

Ya podemos decir que tenemos toda la óptica en el observatorio. En efecto, el séptimo lote de segmentos, el lote de repuesto, ya está también en nuestro almacén, con lo que son 42 los segmentos con los que contamos. También el espejo secundario ha llegado (Fig. 2) con lo que ésta, que era la pieza mas complicada y la que posiblemente ha dado mayores dolores de cabeza, ya está a buen recaudo.



Figura 2 — El espejo secundario, ya en el observatorio, durante el proceso de aceptación. Nótese la forma serrada de este espejo, igual a la forma exterior del espejo primario. Recuerdo aquí que este espejo secundario es quien define la pupila de entrada del GTC, de ahí que la forma sea igual a la del primario.

La novedad mas importante es quizás que ya se han aluminizado dos segmentos, y conforme escribo esto se está aluminizando el tercer segmento. He de decir que el primer aluminizado no salió bien. Diversos problemas con la limpieza del segmento, y con la cámara de aluminizado, que tenía uno de los electrodos de descarga de plasma mal conectado, resultaron en una capa de aluminio malamente y desigualmente adherida. Esta experiencia sirvió sin embargo para aprender bastante, de modo que los dos aluminizados siguientes han salido impecables (Figs. 3 y 4).

También se está trabajando en las pruebas de las Cajas de Adquisición y Guiado. Las pruebas consisten en demostrar que la compleja óptica que hay en cada uno de los brazos de cada caja funciona como debe. Se están haciendo medidas de foco, se está comprobando que se puede rotar la matriz de lentillas del sensor de frente de onda, que ha de seguir la rotación de la pupila del telescopio, etc. Este

proceso está siendo lento porque se van encontrando diversos problemas, que hay que ir resolviendo. Aparte, se está probando el *software* de control de los mecanismos de estas Cajas. Cuando se termine con la pruebas de la Cajas de Adquisición y Guiado podremos decir que se ha avanzado mucho, ya que el mismo *software* de control se utilizará en gran medida para otros subsistemas del telescopio, como la cámara de verificación, así como para los instrumentos científicos.



Figura 3 — Un segmento saliendo de la cámara de aluminizado. Nótese el papel de aluminio que hace de falda, para evitar que se deposite aluminio en las partes posteriores del segmento.

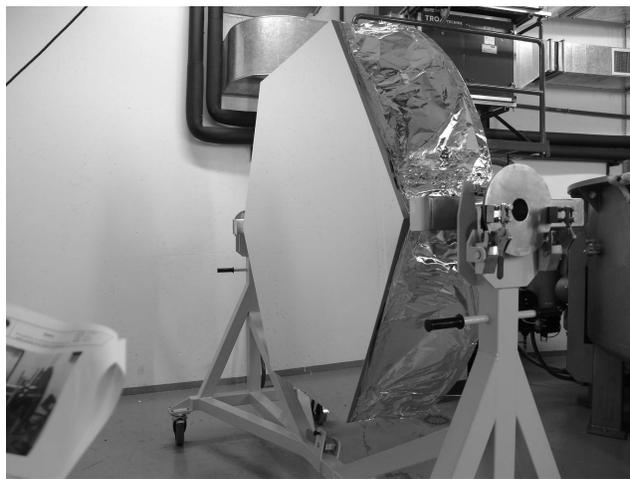


Figura 4 — Segmento aluminizado en su carro porta espejos. La calidad de la capa de aluminio es acorde con nuestras especificaciones.

Instrumentación Científica

OSIRIS está comenzando su integración en el nuevo edificio del IAC construido expresamente para

la integración y pruebas de grandes instrumentos. De hecho, en la estructura principal de OSIRIS (Fig. 5) ya se han colocado las grandes ruedas de filtros, el cargador de máscaras y se está terminando de fijar la estructura del colimador (Fig. 6). También se ha recibido el criostato donde se alojan los detectores de OSIRIS. Este criostato tiene sin embargo un pequeña fuga, que se está investigando. El equipo de OSIRIS está ahora a la espera de una serie de útiles para montaje y manipulación. En breve se procederá al ensamblaje y alineado de la óptica, proceso nada trivial en un instrumento del tamaño de OSIRIS. OSIRIS tiene ahora un calendario muy agresivo de montaje y pruebas, con la idea de estar listo para ir a telescopio en la primavera del 2007.

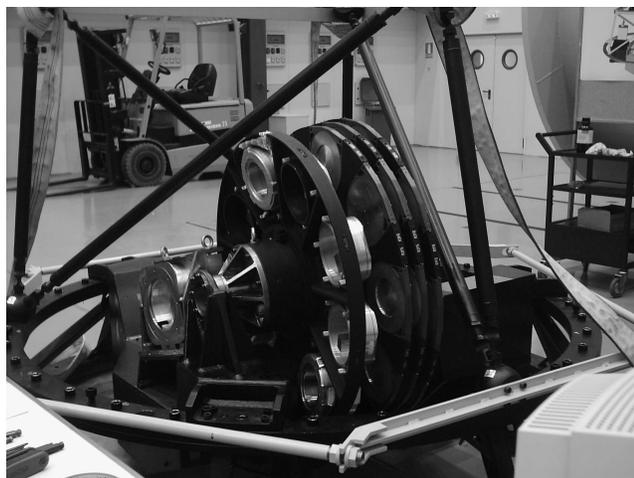


Figura 5 — La estructura principal de OSIRIS, con las cuatro ruedas de filtros colocadas en su posición, en el laboratorio de integración del IAC



Figura 6 — El colimador de OSIRIS siendo integrado en su estructura de soporte

En cuanto a ELMER, han continuado las prue-

bas de espectroscopia, y se ha conseguido probar alguno de los modos de lectura rápida. Estos modos serán de gran utilidad para la observación de objetos variables, como las variables cataclísmicas, las estrellas de rayos-X, y otros. Puede decirse que ELMER está listo para ir a telescopio, excepto por su *software* de control, y el cableado definitivo de sus armarios de electrónica. Se espera que estas actividades se terminen a tiempo para que en caso de necesidad ELMER pudiera montarse en el telescopio.

CanariCam está también prácticamente acabado. Después de unos persistentes problemas de flexiones estos han sido solucionados, encontrándose que eran debidos al rodamiento de la torreta que permite cambiar entre imagen y espectroscopia. Al parecer dichos rodamientos no estaban bien encajados y tenían una fricción anormal. Resuelto este problema CanariCam está listo para pruebas, una vez que se ha procedido a su alineado óptico. Las pruebas comenzarán muy probablemente en Julio después de acabado el Congreso de Ciencia con el GTC, que la Universidad de Florida está organizando en Miami. Las pruebas de aceptación se tendrán en Florida posiblemente a finales de verano, y con eso CanariCam podría viajar para Canarias poco tiempo después.

Instrumentos de segunda generación

EMIR ha superado con creces su revisión de diseño mecánico, con lo que se ha dado paso a los preparativos para la contratación de las grandes piezas mecánicas, tales como el banco óptico, el criostato, el gran rodamiento que abraza a EMIR y facilita su apoyo en una de las plataformas *Nasmyth* del GTC, etc. También se va a proceder rápidamente a la petición de ofertas para el diseño y fabricación del robot cambiador de máscaras, una pieza clave en EMIR. Sin embargo, EMIR está también sufriendo el hecho de ser de segunda generación. El área de instrumentación del IAC está, como he mencionado más arriba, poniendo toda la carne en el asador con OSIRIS, lo que redunda en menos prioridad para EMIR, que ve como algunos de sus ingenieros son requeridos para apoyar a OSIRIS en esta etapa clave.

Ya es quizás hora de que introduzca otro instrumento, también de segunda generación que inició su andadura el año pasado, y que acaba de celebrar su revisión de diseño conceptual. Se trata de

FRIDA, un instrumento de alta resolución espacial ($0,01'' - 0,02''$, dependiendo de la banda infrarroja), que aprovechará el haz corregido del sistema de óptica adaptativa del GTC. FRIDA será capaz de hacer imagen y espectroscopia de campo integral (Fig. 7).

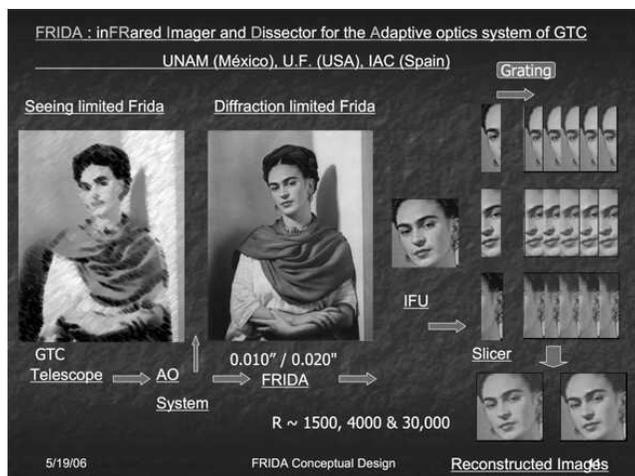


Figura 7 — Esquema figurativo del modo de campo integral de FRIDA. La composición es del Dr. Salvador Cuevas, UNAM, México

III Congreso de Ciencia con el GTC

Del 28 al 30 de junio se ha celebrado en Coral Gables, cerca de Miami, el III Congreso de Ciencia con el GTC, esta vez organizado por la Universidad de Florida. Después de la excelente atmósfera creada en la Ciudad de México, cuando en 2004 nuestros colegas de México organizaron la segunda conferencia de Ciencia con el GTC, nuestros colegas de Florida no quieren ser menos. De hecho se temía una escasa afluencia, que sin embargo no ha sido el caso, al haberse inscrito prácticamente una cantidad similar de participantes a los dos congresos habidos anteriormente, en Granada y en la Ciudad de México. Debe ser que la proximidad de la primera luz del GTC nos anima a todos.

Planes a corto y medio plazo

Pues bien, de eso quería hablar, de las previsiones para la primera luz. Tengo que decir que no vamos

a estar listos para septiembre, como mencioné en el último Boletín. La fecha que nos sale ahora es diciembre de 2006, y hay quien no apuesta un Euro por esta fecha. Sin embargo, nosotros en el proyecto estamos haciendo lo imposible por llegar a primera luz antes de fin de año, lo que se verá en el próximo Boletín. Con este fin, hemos comenzado una serie de reuniones en las que en cada una revisamos el estado de uno de los subsistemas necesarios para primera luz. Así nos hacemos una idea de lo verde o maduro que está cada elemento. Por ejemplo ya hemos revisado el estado de la Cúpula, y hemos tomado nota de todo lo que estrictamente se necesita para primera luz. Igual hemos hecho con la Óptica, y en la próxima reunión nos ocuparemos de las Cajas de Adquisición y Guiado. El telescopio está ahora en manos del grupo de Control. Lo primero que han hecho es empezar a instalar el GCS (GTC Control System), *software* propio de GTC. Ya se han podido leer los codificadores de acimut y elevación, y en estos días se empiezan a mover los ejes del telescopio. Esto puede parecer raro, en efecto el telescopio se ha movido anteriormente en muchas ocasiones, pero siempre ha sido bien manualmente al principio, o con el *software* del contratista, del constructor de los motores. Ahora ya se trata del sistema de control definitivo, con el que se operará el telescopio. Esperamos que las pruebas del GCS duren dos meses, después de los cuales montaremos un refractor en el anillo de elevación del telescopio, y haremos la primeras pruebas de apuntado y seguimiento. Si todo va bien podríamos empezar a montar óptica en el telescopio en el mes de octubre, y tener primera luz en Diciembre. En principio con seis segmentos del espejo primario, pero si nos diera tiempo se instalarían algunos más. Esperemos pues al próximo Boletín. Estos meses son clave. Y no quepa duda de que cuantos estamos trabajando por poner en marcha el GTC estamos haciendo un esfuerzo especial por llegar lo antes posible a la fecha de primera luz, que esperamos sea antes de que acabe 2006.

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

LA EVOLUCIÓN DE LA ACTIVIDAD SOLAR Y SUS EFECTOS SOBRE LOS PLANETAS

Ignasi Ribas

iribas@ieec.uab.es

Resumen

La actividad magnética del Sol, y de las estrellas de baja masa en general, se manifiesta en forma de emisiones de alta energía y de partículas. Los flujos resultantes presentan una acusada variabilidad en escalas temporales que van desde las horas hasta los Ga. En este artículo se revisa el conocimiento actual acerca de la evolución de la actividad del Sol en la escala de tiempo más larga. Se observa que dicha actividad ha decrecido muy significativamente, hecho relacionado con la disminución de la velocidad de rotación y la consiguiente pérdida de eficiencia de los mecanismos de generación de energía. Los resultados indican que las emisiones del Sol joven en rayos X, ultravioleta lejano y ultravioleta serían más intensas que en la actualidad en factores 1000–100, 60–20 y 20–10, respectivamente. También se ha deducido que las emisiones de partículas habrían sido mucho más abundantes en el pasado. Además, la extensión de estos estudios a otros tipos espectrales sugiere que las estrellas de tipo G tardío, K y M tendrían niveles de actividad proporcionalmente aún mayores que los solares. Este entorno de intensas emisiones de energía y de partículas podría haber tenido una fuerte influencia sobre las paleo-atmósferas de los planetas del Sistema Solar y también sobre la habitabilidad y estabilidad de exoplanetas. Aquí se revisan brevemente algunos de estos aspectos.

Abstract

The magnetic activity of the Sun, and low mass stars in general, manifests itself in the form of high-energy and particle emissions. The resulting fluxes exhibit strong variability over timescales from hours to Gyr. In this paper we review the current knowledge on the evolution of solar activity over the longest timescale. Such activity has decreased very significantly with time, a fact that is related to the solar spin down and the subsequent loss of efficiency of energy generation mechanisms. The results indicate that the emissions of the young

Sun in X rays, far ultraviolet and ultraviolet were stronger than today by factors of 1000–100, 60–20, and 20–10, respectively. It has also been found that the particle emissions would have also been much stronger in the past. Moreover, the extension of this kind of studies to other spectral types suggests that late-G, K and M stars had activity levels proportionally even larger than those of solar-type stars. Such environment of intense energy and particle emissions could have had a strong influence on the paleo-atmospheres of Solar System planets and also on the habitability and stability of exoplanets. Here we briefly review some of these aspects.

Introducción

El Sol es, de lejos, la principal fuente de energía que recibe la Tierra y por tanto ejerce una influencia esencial sobre nuestro planeta, en especial su atmósfera. Sin una estrella estable como el Sol (junto con unas características orbitales adecuadas) la Tierra nunca habría desarrollado una biosfera rica y diversa que alberga millones de especies, incluyendo a los humanos. Sin embargo, y a pesar de su aparente constancia, el Sol, como todas las demás estrellas, no deja de ser una estrella variable. Esto es cierto, cuando menos en las escalas de tiempo más largas, las determinadas por el ritmo de combustión del hidrógeno en su núcleo. Los conocimientos actuales de estructura y evolución estelares, gracias a los avances en el modelado de las reacciones nucleares, opacidades, convección y a los potentes diagnósticos de las técnicas heliosismológicas, nos permiten describir de forma fiable cómo han cambiado las propiedades del Sol a lo largo de su vida en la secuencia principal. Así, los modelos predicen que el Sol habría llegado a la secuencia principal de edad cero (ZAMS) con un radio, temperatura y luminosidad inferiores a los actuales (en factores 0.88, 0.97 y 0.68, respectivamente, véase Fig. 1), y éstos habrían aumentado hasta los que se observan hoy en día.

Esta, aparentemente ligera, variación de las propiedades del Sol en los últimos 4.5 Ga da lugar a un problema que se ha mantenido durante décadas sin una explicación convincente. De acuerdo con

el modelo solar estándar, consistente con las observaciones heliosismológicas, el Sol joven sería un 30 % menos luminoso que hoy (Bahcall et al. 2001). Asumiendo una composición atmosférica terrestre parecida a la actual, esta constante solar reducida implicaría una temperatura media superficial inferior a la del punto de congelación del agua y por tanto un planeta con una superficie helada (Kasting 1993). Dicha circunstancia se habría mantenido hasta hace unos 2 Ga. Sin embargo, esto no concuerda con evidencias fósiles y geológicas que indican la presencia de agua líquida en la Tierra desde hace más de 4 Ga (Mojzsis et al. 2001). Esta aparente contradicción se conoce como la paradoja del Sol débil (Sagan & Mullen 1972). Para resolverla se han propuesto explicaciones basadas en una

composición y una química de la atmósfera distintas a la actual (e.g., Sagan & Chyba 1997), un Sol algo más masivo y por tanto más luminoso en el pasado (Sackmann & Boothroyd 2003), o bien los efectos del viento solar (Shaviv 2003). Ninguno de estos escenarios parece totalmente convincente, pero quizá el más plausible sea el que recurre a una composición química distinta y con un efecto invernadero más eficiente. Al fin y al cabo, sabemos que la composición de la atmósfera tiene que haber variado con el tiempo, pasando de un entorno reductor en el periodo Arcaico a un incremento del oxígeno con la aparición de ciertos organismos bacterianos hace unos 2.3 Ga (Kasting & Catling 2003).

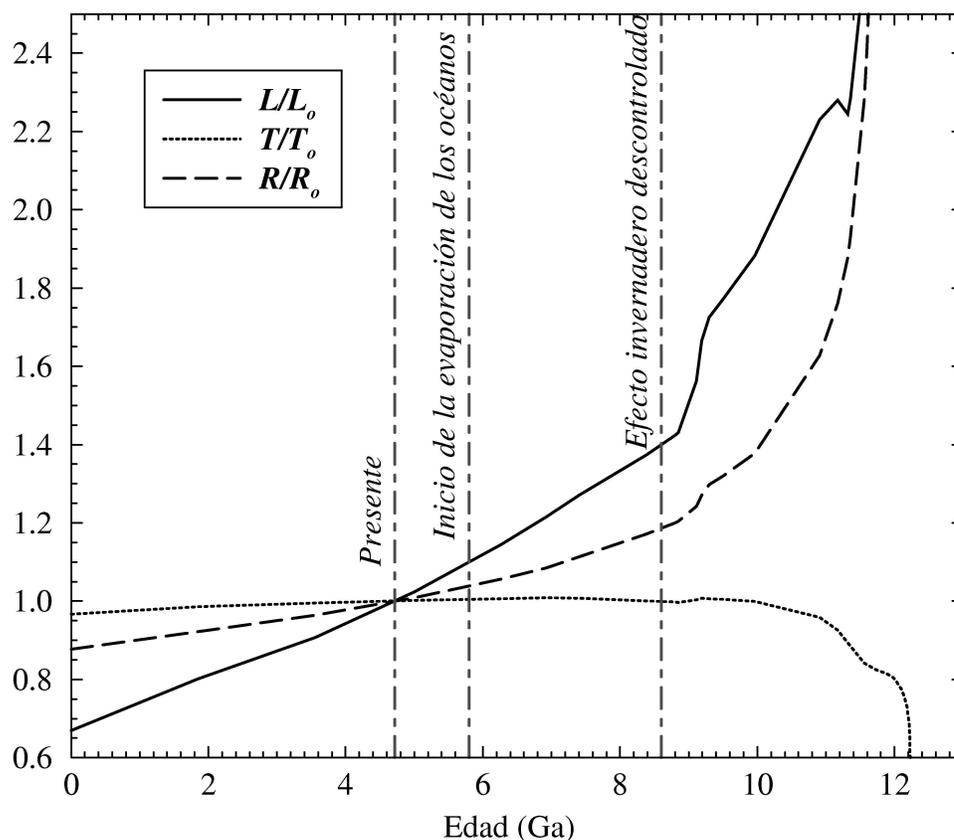


Figura 1 — Evolución de la temperatura efectiva, radio y luminosidad del Sol desde la ZAMS hasta el inicio de la fase de gigante roja. Las líneas verticales marcan la ocurrencia de fenómenos relacionados con la Tierra. Datos basados en los modelos de Bressan et al. (1993) y las predicciones de Kasting (1988).

Pero aparte de las moderadas variaciones porcentuales de la irradiación solar por la propia evolución nuclear, existe otra componente relaciona-

da con la actividad que, aún hoy, hace que el Sol presente una acusada variabilidad. La actividad magnética estelar resulta de la interacción entre

la rotación de la estrella y los movimientos convectivos en su envoltura. Esto conduce a una amplificación del campo magnético que se explica mediante el modelo de dinamo (e.g., Parker 1970). El parámetro relevante en este caso es el denominado número de Rossby (Montesinos et al. 2001), que se calcula como la relación entre el periodo de rotación y el tiempo característico convectivo. Una de las consecuencias de la energía magnética generada es la aparición de regiones activas en la fotosfera y el calentamiento de las capas más externas de la atmósfera estelar, conocidas como cromosfera y corona, y separadas por una región de transición. Las temperaturas típicas de estas capas atmosféricas son de 10^4 K en el caso de la cromosfera, 10^5 K en la región de transición y 10^6 K en la corona. Unas temperaturas tan distintas implican que las emisiones características de estas regiones se producen en rangos espectrales bien diferenciados. Así, las emisiones coronales tienen lugar principalmente en rayos X y ultravioleta extremo (EUV), la región de transición emite sobre todo en el rango del ultravioleta lejano y cercano (FUV, UV) y las emisiones cromosféricas se producen en el UV. Una estrella activa observada a distintas longitudes de onda nos proporciona una visión equivalente a si realizásemos un corte vertical de su alta atmósfera.

Desde un punto de vista fenomenológico, la actividad magnética se manifiesta a través, entre otros, de inhomogeneidades en la fotosfera (manchas, *plages*, fáculas), de emisiones de alta energía y de emisiones de partículas (viento). Cabe destacar aquí que una característica de las emisiones debidas a la actividad magnética es su fuerte variabilidad. Nuestra visión privilegiada del Sol nos permite apreciar cómo se producen cambios en las regiones activas, que tienen también su contrapartida en los flujos de alta energía y en el viento solar. Las variaciones más abruptas son las relacionadas con los fenómenos eruptivos (*flares*), pero incluso las emisiones quiescentes presentan cambios notables (Lean 1997). Las escalas de tiempo de estas variaciones son muy diversas y van desde los días (modulación por el periodo de rotación), años (ciclo de actividad), siglos (mínimo de Maunder; Soon & Yaskell 2004), y hasta miles de millones de años. Esta última escala es del mismo orden que la escala de tiempo nuclear y está relacionada con la variación de la velocidad de rotación con el tiempo. A diferencia de lo que ocurre con la evolución nuclear, un conocimiento detallado de esta evolución de la actividad magnética durante la vida del

Sol no se puede aún obtener de los modelos teóricos de dinamo magnética. Incluso las manifestaciones actuales de la actividad magnética, como el ciclo solar de 11 años o el calentamiento de la corona, no se comprenden todavía de forma teórica (Ossendrijver 2003; Klimchuk 2006; y referencias en ellos). Es por ello que, por el momento, debemos aprender sobre la evolución de la actividad magnética del Sol de forma experimental, lo que eventualmente también conducirá a una comprensión desde el punto de vista teórico.

El volumen editado hace 15 años por Sonett et al. (1991) hacía un repaso exhaustivo del estado de los conocimientos sobre el Sol y las estrellas de tipo solar. En el presente artículo se revisan los progresos realizados en la descripción de la evolución de la emisiones del Sol relacionadas con la actividad magnética en una escala de tiempo nuclear. Además, como veremos, la variación de las emisiones solares (de alta energía y partículas) asociada con esta escala temporal puede ser muy grande (de varios órdenes de magnitud) y habría influenciado de forma notable a los planetas del Sistema Solar (especialmente sus atmósferas). Aquí se discuten algunos de estos posibles efectos. También se comenta la extensión de este tipo de estudios a estrellas de otros tipos espectrales distintos al Sol, principalmente en un contexto relacionado con los exoplanetas.

Evolución de las irradiancias de alta energía: El proyecto The Sun in Time

Hace ya varias décadas, diversos estudios encabezados por Skumanich (1972) concluyeron, analizando cúmulos abiertos, que las estrellas de tipo solar (y las estrellas tardías en general) jóvenes rotan más rápidamente que las más viejas, y que por tanto también presentan una mayor actividad magnética. Skumanich (1972) y Soderblom (1982) encontraron que esta disminución de la velocidad de rotación se describe de forma adecuada mediante una ley de potencias aproximadamente proporcional a $t^{-1/2}$. En la Fig. 2 se representa el periodo de rotación de varias estrellas de tipo solar en función de la edad, donde se observa como el Sol joven rotaría hasta 10 veces más rápido de lo que lo hace en la actualidad. Simon et al. (1985) propusieron que esta disminución de la velocidad de rotación podría estar relacionada con la pérdida de masa por viento estelar (la estrella se frena al arras-

trar con su rotación el viento estelar magnetizado). También resultó evidente a partir de las primeras observaciones de estrellas jóvenes realizadas con el

satélite IUE que las emisiones en el rango UV del Sol habrían disminuido de forma muy significativa con el tiempo (Zahnle & Walker 1982).

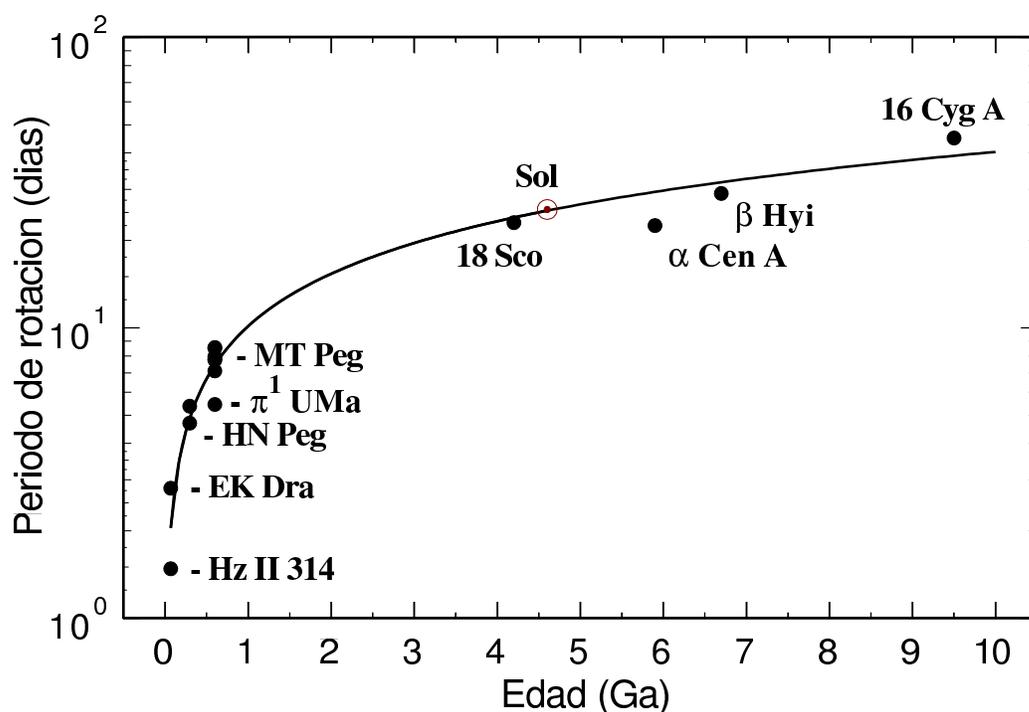


Figura 2 — Período de rotación en función de la edad para una muestra de estrellas de tipo solar. La línea representa un ajuste con ley de potencias.

Inspirado por estos resultados, el proyecto *The Sun in Time* fue iniciado en 1988 (Dorren & Guinan 1994; Guinan & Ribas 2004) con el objetivo de estudiar la evolución de la actividad magnética del Sol desde su llegada a la ZAMS hasta nuestros días. Más concretamente, el proyecto pretende contribuir desde el punto de vista experimental a (1) una mejor comprensión de los modelos de dinamo magnética usando sólo la rotación como parámetro significativo, (2) cuantificar la pérdida de momento angular con el tiempo, y (3) determinar los cambios en las emisiones de alta energía (de rayos X al UV) del Sol durante su vida en la secuencia principal. Pero, evidentemente, no disponemos de datos del Sol a lo largo de su historia. Es por ello que se usan estrellas lo más parecidas al Sol, bien estudiadas y cubriendo un rango de edades para usarlas como indicadores.

La muestra de *The Sun in Time* está compuesta por estrellas de tipos espectrales en el intervalo G0-G5, con periodos de rotación, temperaturas y luminosidades bien conocidas, y con distancias in-

feriores a unas pocas decenas de parsecs. Además, ha sido posible estimar sus edades a partir de la pertenencia a cúmulos y grupos de movimiento, de relaciones edad-periodo de rotación y de modelos teóricos de evolución estelar. Las cinco estrellas mejor estudiadas cubren la mayor parte de la secuencia principal desde los 130 Ma a los 6.7 Ga y, de acuerdo con las estimaciones de los modelos de evolución, sus masas no difieren en más de un 10 % de $1 M_{\odot}$.

De los tres principales objetivos del proyecto *The Sun in Time* nos centramos aquí en la descripción de la evolución temporal de las emisiones de alta energía. Para conseguir la máxima cobertura espectral se usaron observaciones tomadas con los satélites ASCA, ROSAT, EUVE, FUSE, HST e IUE. Con ellas se ha logrado cubrir un rango espectral entre 1 y 1700 Å, exceptuando una ventana entre 360 y 920 Å en la cual la fuerte absorción interestelar impide la observación. Los flujos medidos han sido corregidos para hacerlos comparables con los que recibiría del Sol un planeta situado a

una distancia orbital de 1 UA en cada uno de los estadios representativos de la secuencia principal.

Los detalles del estudio llevado a cabo se encuentran descritos en Ribas et al. (2005).

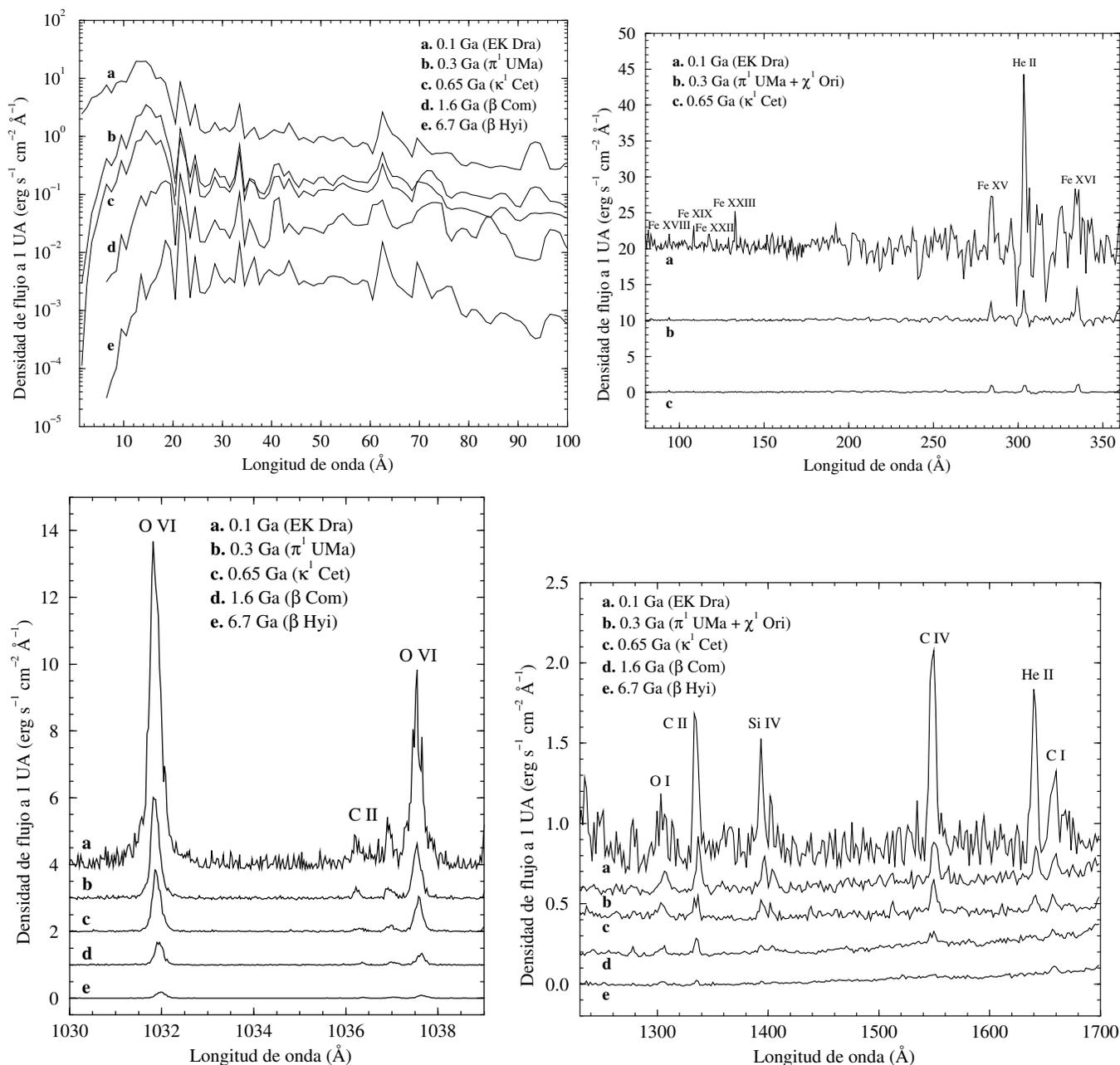


Figura 3 — Irradiancias de alta energía cubriendo los diferentes estadios de evolución de las estrellas de tipo solar. **Arriba izquierda:** Densidad de flujo en rayos X determinados a partir de modelos de plasma ajustados a observaciones de ASCA y ROSAT. Las diferencias entre el Sol joven y el Sol viejo son de hasta tres órdenes de magnitud. **Arriba derecha:** Densidad de flujo en el rango EUV a partir de observaciones con EUVE. Los espectros han sido desplazados usando múltiplos enteros de $10 \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$. **Abajo izquierda:** Densidad de flujo en el rango FUV a partir de observaciones con FUSE. Los espectros han sido desplazados usando múltiplos enteros de $1 \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$. **Abajo derecha:** Densidad de flujo en el rango UV a partir de observaciones con IUE. Los espectros han sido desplazados usando múltiplos enteros de $0.2 \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$. Nótese en general el fuerte decrecimiento de las líneas de emisión al aumentar la edad. En los rangos EUV, FUV y UV las emisiones se producen en líneas discretas, cuyos iones asociados se muestran en las etiquetas.

En la Fig. 3 se muestran estos flujos a 1 UA para las estrellas de tipo solar en los distintos rangos estudiados, y la Fig. 4 resume la variación espectral de las emisiones de alta energía con el tiempo. Las figuras muestran claramente que estas emisiones han disminuido muy significativamente con el tiempo. Nótese además que la escala vertical de

algunas de estas gráficas es logarítmica. También resulta evidente que la disminución relativa del flujo es mayor cuanto más corta es la longitud de onda. Así, en rayos X el flujo ha decrecido hasta tres órdenes de magnitud mientras que en el UV la disminución es de aproximadamente un orden de magnitud.

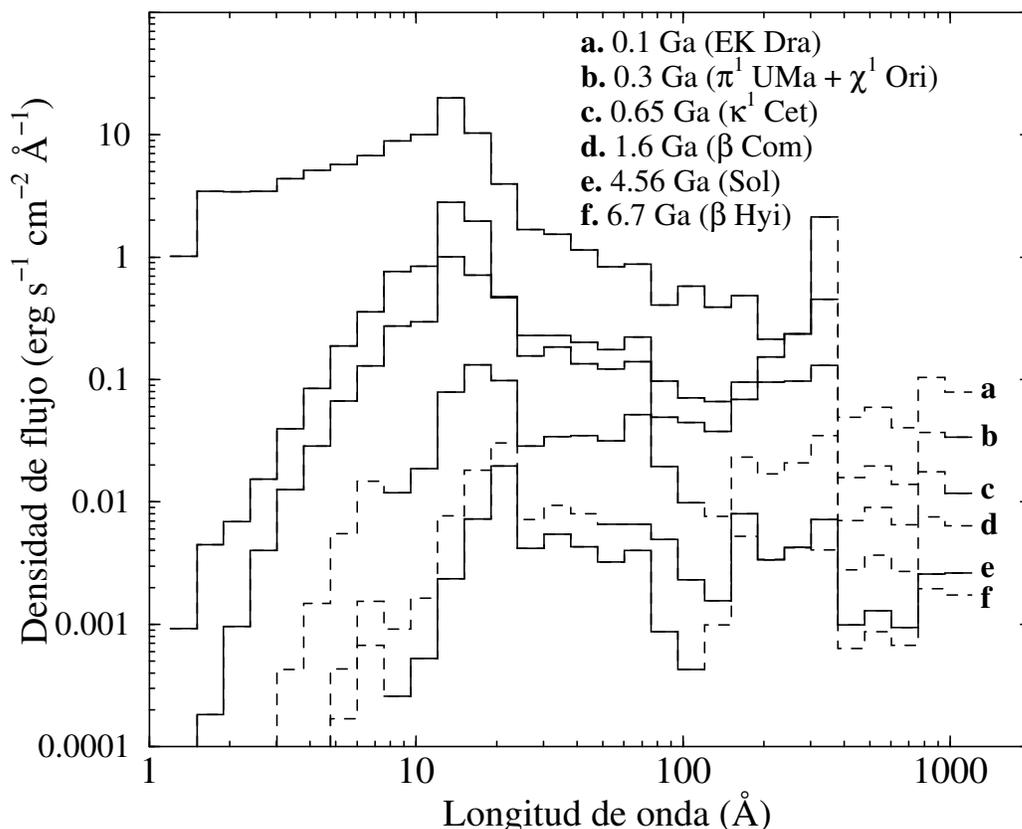


Figura 4 — *Distribución espectral de energía completa de estrellas de tipo solar en distintos estadios de su evolución en la secuencia principal. Las líneas continuas representan datos observados mientras que las líneas de puntos corresponden a flujos que han sido interpolados (véase Ribas et al. 2005 para más detalles).*

Desde un punto de vista de actividad solar, estos resultados no deberían ser sorprendentes. Como se comenta anteriormente, las emisiones de alta energía están asociadas con plasmas de distintas temperaturas que se encuentran en la alta atmósfera del Sol (y estrellas activas). La temperatura de estos plasmas está relacionada con el nivel de actividad. Así se sabe que estrellas más activas tienen componentes de más alta temperatura (e.g. Güdel et al 1997). Dicho de otra forma, sólo las estrellas más activas consiguen generar suficiente energía magnética para calentar sus altas atmósfe-

ras hasta temperaturas muy elevadas. Los resultados presentados arriba indican que los plasmas más calientes, asociados a las emisiones de más alta energía desaparecen más rápidamente al disminuir la actividad magnética. El estudio de Telleschi et al. (2005) ilustra muy claramente estas ideas.

Un análisis cuantitativo de la evolución de las irradiancias espectrales demuestra que se pueden describir de forma bastante precisa por medio de leyes de potencias, tal y como se muestra en la Fig. 5. Esto ya fue propuesto por Zahnle & Walker (1982) y Ayres (1997). Los ajustes más recientes de Ribas

et al. (2005) indican que el flujo de alta energía integrado del Sol ($1 \text{ \AA} < \lambda < 1200 \text{ \AA}$) a una distancia de 1 UA se puede describir mediante la siguiente ecuación (para edades en el intervalo 0.1–7 Ga):

$$F = 29,7 \cdot [\tau(\text{Ga})]^{-1,23} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \quad (1)$$

Como se observa, el rango espectral considerado no incluye la línea del hidrógeno Lyman α . En el caso del Sol, el flujo en esta sola línea puede llegar a ser de más de la mitad de la emisión total en alta energía (e.g., Woods et al. 1998), y por tanto altamente relevante. Existen todavía pocos datos sobre el flujo total en Lyman α – especialmente por su dificultad de observación debida a la emisión geocoronal, – pero los primeros resultados proporcionan la siguiente ley de decrecimiento con el tiempo para el mismo intervalo que la Ec. (1) (Wood et al. 2005a; Ribas et al. 2005):

$$F = 19,2 \cdot [\tau(\text{Ga})]^{-0,72} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \quad (2)$$

Estas expresiones indican la fuerte disminución de las emisiones con el tiempo durante la evolución del Sol en la secuencia principal. Para el caso del rango integrado $1 \text{ \AA} < \lambda < 1200 \text{ \AA}$, el mejor estudiado, se deduce que el Sol tendría emisiones de

alta energía unas 2.5 veces más intensas hace 2.5 Ga y unas 6 veces mayores hace 3.5 Ga. Cerca de la ZAMS (0.1 Ga de edad), el Sol podría haber tenido flujos de alta energía hasta 100 veces mayores que en la actualidad (aunque durante un tiempo corto).

Para poner estos resultados en contexto es útil tener en cuenta que hoy en día las emisiones de alta energía del Sol representan alrededor de una tres millonésima parte del flujo energético total que recibe la Tierra. De acuerdo con los resultados del proyecto *The Sun in Time*, en el pasado esta proporción habría llegado, como máximo, a unas cinco diezmilésimas. Entonces, a pesar de tratarse de unas 100 veces más que en la actualidad, el efecto sobre el flujo total de energía es muy pequeño. Esto significa, por ejemplo, que el mayor flujo de alta energía (no fotosférico) no puede explicar la paradoja del Sol débil por medio de argumentos relacionados con la irradiación. Entoces, si la contribución relativa de la alta energía es tan nimia, ¿se puede considerar simplemente como despreciable e ignorarla? La respuesta a esta pregunta es, obviamente, no. Los efectos de estas potencialmente muy intensas emisiones de alta energía sobre las atmósferas planetarias se discuten más adelante.

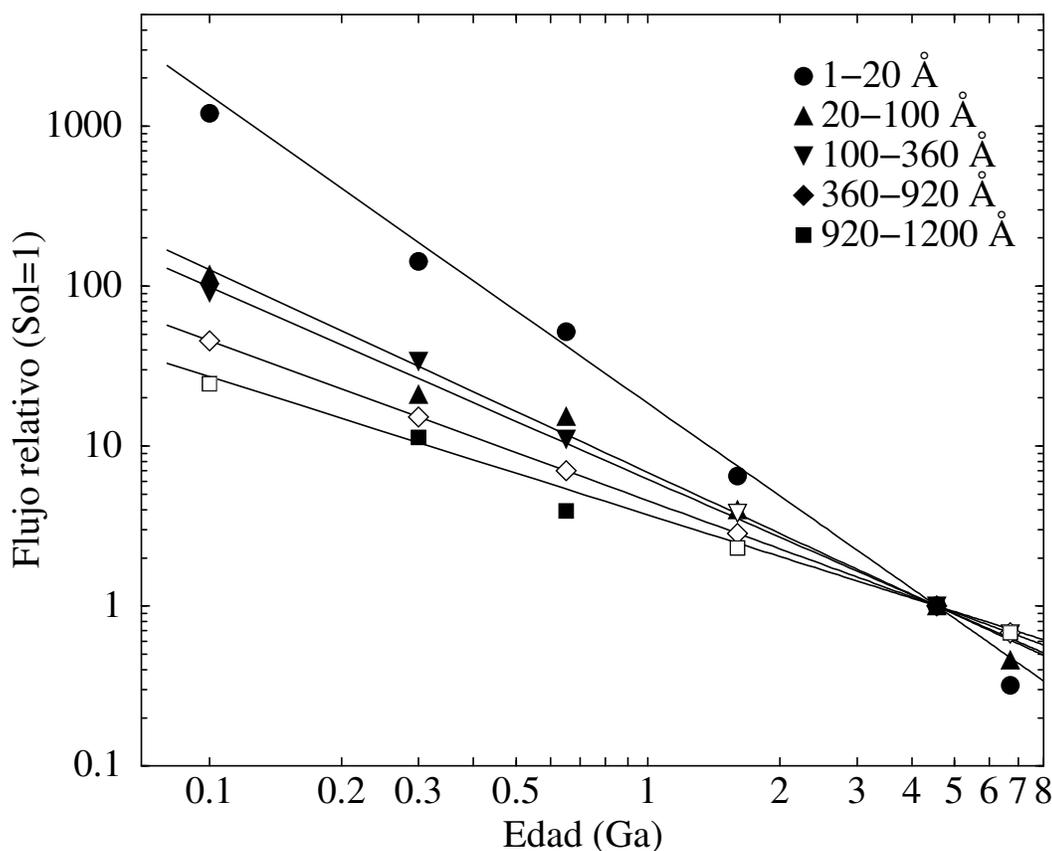


Figura 5 — *Flujos de alta energía normalizados con el Sol en función de la edad. Los símbolos rellenos representan medidas con estrellas de tipo solar mientras que los símbolos vacíos han sido interpolados. Las líneas rectas corresponden a ajustes de leyes de potencias. Véase Ribas et al. 2005 para más detalles.*

Evolución de las emisiones de partículas

Además de las emisiones de alta energía, una componente estrechamente relacionada con la actividad en el Sol son las emisiones de partículas (viento solar). Si el Sol era más activo en el pasado la intuición parece sugerir que su viento de partículas también sería más intenso. Esto concuerda con pruebas obtenidas de rocas lunares (Newkirk 1980) y de las abundancias relativas de los isótopos de nitrógeno en la atmósfera de Titán (Lammer et al. 2000). Sin embargo, estos indicios no permiten obtener información cuantitativa acerca de la evolución del viento solar con el tiempo. Un proyecto similar a *The Sun in Time* pero enfocado hacia las emisiones de partículas está, por el momento, fuera de las capacidades técnicas actuales. La detección directa de viento estelar incluso en estrellas próximas se resiste (Gaidos et al. 2000; Ayres et al. 2001).

A pesar de esta situación un tanto descorazonadora, se han producido desarrollos recientes que permiten albergar cierto optimismo. Así, Wood et al. (2002) idearon un método para la detección de vientos estelares de forma indirecta. Su técnica se basa en un modelado en detalle del perfil de la línea de hidrógeno Lyman α para determinar una cierta componente de absorción “astrosférica”. Esta absorción provendría de la interacción entre el viento estelar y el medio interestelar circundante. En circunstancias favorables, el análisis del perfil de Lyman α proporciona una estimación del ritmo de pérdida de masa de la estrella. Cabe destacar que el método presenta una fuerte dependencia con el modelo del perfil de la línea adoptado y además su ámbito de aplicación es muy restringido (líneas de visión muy simples y de geometría conocida). Además, el único instrumento capaz de tomar las medidas era el espectrógrafo STIS del HST (en su modo échelle), el cual dejó de funcionar en 2004 por un problema con las fuentes de alimentación. Pero hasta el fallo de STIS, Wood y colaboradores consiguieron tomar datos de una decena de estrellas y analizar sus componentes de absorción astrosférica.

A partir de sus medidas, Wood et al. (2002) pro-

pusieron la existencia de una correlación entre el flujo superficial de rayos X (como indicador del nivel de actividad) y el ritmo de pérdida de masa. A partir de diversas transformaciones los autores concluyen que el flujo de viento solar habría disminuido con el tiempo siguiendo una ley proporcional a τ^{-2} , aproximadamente (véase Fig. 6). Esto implicaría que el viento del Sol cerca de la ZAMS habría sido unas 1000 veces más intenso que en la actualidad. Sin embargo, resultados más recientes obtenidos por el mismo equipo (Wood et al. 2005b) parecen sugerir la presencia de un cambio abrupto en la relación mencionada anteriormente de forma que el viento solar podría haber sido menos intenso de lo predicho por debajo de una edad de 0.7 Ga. Este resultado, ciertamente especulativo ya que se basa en la medida para una sola estrella, ilustra como se dista mucho de comprender la evolución del viento solar con el tiempo. Aparte de la simple medida de pérdida de masa, otras cuestiones altamente relevantes como la geometría del viento o la intensidad del campo magnético interplanetario se desconocen por completo. Nótese además que está hoy bien establecido que las estrellas más activas tienden a presentar manchas en latitudes más altas (e.g., Vogt et al. 1999) con lo cual un simple escalado de la geometría actual del viento solar puede ser completamente erróneo.

En cualquier caso, y en concordancia con los resultados de las irradiancias de alta energía, resulta evidente que las emisiones de partículas del Sol habrían sido mucho más intensas en el pasado. Resulta también evidente que dichos flujos de partículas podrían haber tenido un impacto notable sobre las atmósferas de los planetas del Sistema Solar (como se observa incluso actualmente en la Tierra durante los episodios de mayor intensidad de viento solar).

Variabilidad a corto y medio plazo: ciclos y erupciones

Como hemos comentado anteriormente, los fenómenos de actividad magnética se caracterizan por su variabilidad en diversas escalas de tiempo. A pesar de no ser el principal objetivo de este artículo, resulta también conveniente discutir bre-

vamente la variabilidad en escalas de tiempo cortas y medias. A escala media (años y décadas) estas variaciones están asociadas a los ciclos de actividad, que en el caso del Sol es de unos 11 años.

Para el rango de alta energía, las variaciones de máximo a mínimo crecen con la frecuencia, desde un 20–50 % en el rango UV hasta un factor 10–20 en rayos X (Rottman 1988; Lean 1997).

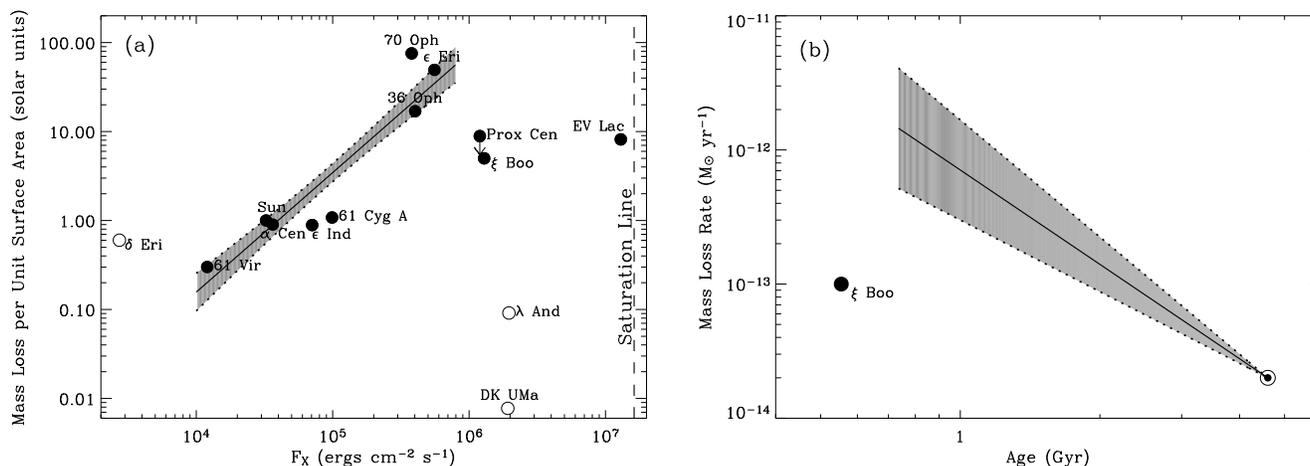


Figura 6 — **Izquierda:** Ritmos de pérdida de masa por unidad de superficie en función del flujo en rayos X. Los círculos rellenos corresponden a estrellas de la secuencia principal mientras que los vacíos son para estrellas evolucionadas. La zona sombreada representa un ajuste por ley de potencias junto a su incertidumbre. **Derecha:** Historia de pérdida de masa del Sol. El truncado de la relación en ley de potencias se debe a la nueva medida que parece sugerir un cambio abrupto a una edad de unos 0.7 Ga. Figura de Wood et al. (2005).

Mucho de lo que conocemos sobre ciclos de actividad en estrellas de campo se debe al programa del observatorio Mount Wilson (Donahue et al. 1996). Desde los años 60 este observatorio viene realizando medidas sistemáticas de la emisión en las líneas de Ca II H&K – indicadora de la actividad cromosférica – para una muestra de unas 100 estrellas. Aparte de conseguir determinaciones precisas del periodo de rotación de estas estrellas, los datos han permitido establecer la existencia de ciclos de actividad que, curiosamente, tienen duraciones parecidas a la del ciclo solar (Baliunas & Vaughan 1985). Incluso en el caso de estrellas muy activas, como HD 129333 (EK Dra), el ciclo de actividad parece ser de unos 10–12 años (Güdel et al. 2003). Pero lo más relevante de la variabilidad a medio plazo para los estudios de irradiancias espectrales es su magnitud. En contra de lo que podría parecer, las variaciones de de máximo a mínimo de los flujos de alta energía decrecen cuando se incrementa el nivel de actividad. Así, una estrella de tipo solar joven (0.1 Ga) presenta variaciones inter-ciclo de no más de un factor 2–2.5 en rayos X (unas 4 veces inferiores a las del Sol; Micela & Marino 2003). Esto probablemente se explica por un menor contraste entre las épocas de máximo y

mínimo para estrellas que ya tienen niveles altos de actividad estelar en quiescencia.

El origen de la variabilidad a corto plazo (dejando de lado la modulación por rotación) es la existencia de fenómenos eruptivos (fulguraciones). Gracias a nuestra visión privilegiada del Sol y a la existencia de instrumentos dedicados se conoce bastante bien la asociación entre estas erupciones, las emisiones de alta energía y las emisiones de partículas (eyecciones de masa coronal) (e.g., Aschwanden et al. 2001). Las erupciones solares son fenómenos altamente energéticos que producen incrementos de varios órdenes de magnitud en las emisiones quiescentes de alta energía y de partículas. El incremento de flujo relativo es de un 20–50 % en el rango FUV-UV y hasta factores de 2–10 en rayos X.

Pero para las aplicaciones que aquí se discuten, la pregunta relevante es si el ritmo de erupciones solares y su magnitud han cambiado con el tiempo durante la evolución del Sol en la secuencia principal. A pesar de que las erupciones magnéticas son observables a través de espectroscopia y fotometría óptica, la observación en altas energías es más eficiente, puesto que los cambios de flujo relativo son mucho mayores (Haisch et al. 1991). Así,

ya en el año 1984 el satélite EXOSAT detectó una erupción muy potente (incremento del flujo X en un factor 10) en π^1 UMa (Landini et al. 1986), que es una estrella de tipo solar con una edad estimada de 300 Ma. Pero mucho de lo que conocemos acerca de erupciones en estrellas de tipo solar se debe al satélite EUVE, el cual proporcionó series temporales muy extendidas (de hasta 10^6 s) en un rango espectral (el EUV) donde las erupciones son fácilmente observables. El estudio exhaustivo de Audard et al. (2000) reveló que el ritmo de erupciones es proporcional a la luminosidad en la banda X. Esto no resulta sorprendente puesto que las emisiones X son una medida del nivel de actividad magnética. Usando las expresiones en Audard et al. (2000) se deduce que la distribución acumulativa de erupciones sigue la ley de potencias:

$$N(> E) \approx 0,08L_X^{0,95} E^{-0,8} \text{ día}^{-1} \quad (3)$$

De aquí se extrae que, considerando aquellas erupciones con una energía liberada de 10^{32} erg, es decir, de proporciones considerables, una estrella de tipo solar joven ($L_X \approx 10^{30}$ erg s $^{-1}$) experimenta varias decenas por día, mientras que actualmente el Sol sólo presenta una cada dos semanas en media.

Haciendo un paralelismo con lo que conocemos del Sol en la actualidad, estas erupciones representan una fuente de emisiones de alta energía y de partículas que se suman a las quiescentes. Además, potencialmente se trata de unos flujos energéticos muy considerables y, para aplicaciones a atmósferas planetarias, es sin duda una componente a tener muy en cuenta.

Estrellas de otros tipos espectrales

A lo largo de este artículo nos hemos centrado en las estrellas de tipo solar en el contexto del proyecto *The Sun in Time*. Pese a que todavía existen numerosos aspectos poco estudiados, se ha conseguido llegar a un conocimiento bastante detallado de la posible evolución de la actividad magnética del Sol a lo largo de la secuencia principal. Aunque no lo hemos comentado hasta ahora, y como sucede a menudo, el concepto detrás del proyecto *The Sun in Time* no está exento de hipótesis. En este caso lo que hacemos es extrapolar nuestro conocimiento detallado del Sol y asumir que una estrella

más activa no es más que una estrella con un mayor número de regiones activas de tipo solar. Es la llamada conexión solar-estelar, cuya aplicabilidad hasta el detalle más fino es discutible (Strassmeier 2004), pero que parece adecuada para la descripción a grandes rasgos.

En el contexto de esta conexión resulta inmediato extender el estudio a estrellas de otros tipos espectrales. A pesar de que se encuentra en un estadio muy preliminar, la hipótesis de trabajo es usar la luminosidad en la banda X (ampliamente disponible a través de datos de *survey*) como indicador de la actividad global y extrapolar los resultados para las estrellas de tipo solar a cualquier otra estrella activa. De comprobarse esta hipótesis, en lo cual se trabaja en la actualidad, con sólo la medida en rayos X se tendría una descripción más o menos precisa de los flujos de alta energía (de rayos X a UV), las emisiones de partículas y sus fluctuaciones a corto plazo debidas a fenómenos eruptivos. Así, preguntarse cual es la evolución de la actividad estelar en la secuencia principal es equivalente a preguntarse como varía la luminosidad X con la edad.

El estudio de Pizzolato et al. (2003) ilustra a la perfección la variación cualitativa y cuantitativa de la luminosidad X para estrellas activas aisladas¹ de tipos espectrales FGKM. Se observa que la luminosidad X se mantiene constante desde la ZAMS hasta un cierto periodo de rotación (fase de saturación) y después decrece con el periodo de rotación en forma de ley de potencias. El punto clave es relacionar el periodo de rotación con la edad.

Actualmente estamos llevando a cabo un estudio considerando estrellas en sistemas binarios separados, cúmulos y grupos de movimiento para recopilar una muestra de estrellas tardías con edades bien determinadas. Los resultados hasta la fecha son muy preliminares pero permiten constatar diversos hechos interesantes. Por ejemplo, comparadas con las estrellas de tipo espectral G, las de tipo K permanecen en la fase de saturación durante más tiempo y después decrecen en luminosidad X siguiendo la misma ley de potencias que las G. En el caso de las estrellas de tipo M se detecta la misma tendencia pero con una fase de saturación aún más larga. A partir de estos datos, se puede

¹Nótese que en binarias próximas la sincronización orbital fuerza a las estrellas a rotar más rápido y por tanto se mantienen activas independientemente de su edad.

generalizar la Ec. (1) del siguiente modo:

$$F = \begin{cases} 4,04 \cdot 10^{-24} L_{\text{bol}}^{0,79} & \text{para } 0,1 < \tau < \tau_i \\ 30,0 \tau^{-1,23} & \text{para } \tau > \tau_i \end{cases} \quad (4)$$

donde L_{bol} es la luminosidad bolométrica estelar (calculable a partir de la temperatura efectiva y el radio) en unidades de erg s^{-1} , τ es la edad

en Ga y el valor resultante de F es en unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$. La cantidad τ_i corresponde a la intersección de las dos partes de la relación paramétrica y marca el final de la fase de saturación ($\tau_i = 1,7 \cdot 10^{20} L_{\text{bol}}^{-0,65}$). El flujo para cualquier distancia orbital se puede obtener dividiendo por el cuadrado de ésta (en UA). En la Fig. 7 se ilustra esta relación normalizada con el flujo solar a 1 UA.

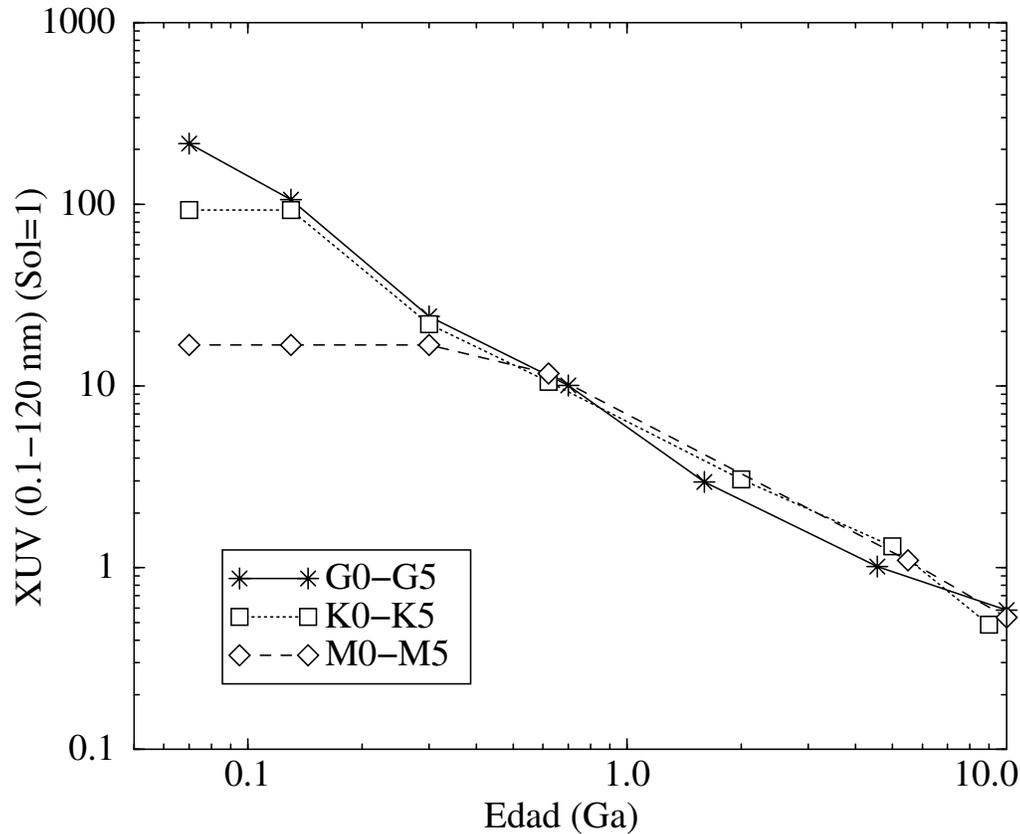


Figura 7 — Flujo de alta energía integrado para estrellas en distintos intervalos de tipo espectral. Los datos han sido normalizados al flujo actual del Sol a 1 UA. Nótese la presencia de una región plana hasta una cierta edad (fase de saturación) seguida del decrecimiento en ley de potencias independiente del tipo espectral.

En el caso de la influencia sobre exoplanetas (discutida más adelante) la cantidad más relevante es la luminosidad en alta energía normalizada con la luminosidad bolométrica (puesto que se escala con la zona habitable; Kasting et al. 1993). Entonces, los resultados indican que las estrellas de tipo K temprano y tipo M temprano tienen flujos de alta energía unas 3–4 veces mayores y 10–100 veces mayores, respectivamente, que las estrellas de tipo solar de la misma edad. Algo parecido sucederá con las emisiones de partículas y las erupciones pues-

to que, como hemos visto anteriormente, también están directamente correlacionadas con el flujo en el rango X.

Efectos sobre planetas

Se ha mostrado en las secciones anteriores que las emisiones de alta energía (y de partículas) del Sol joven y de otras estrellas activas podrían ser dos órdenes de magnitud superior al actual. Aún así, se trata de una cantidad de energía muy pequeña

al compararla con la constante solar. ¿Qué hace que no se pueda despreciar directamente? La característica de estas emisiones es que son absorbidas por una capa atmosférica que es transparente a la radiación en el visible e infrarrojo. La energía que lleva asociada la radiación de alta energía se

deposita en la alta atmósfera (exosfera), donde sus efectos pueden ser muy importantes debido a la baja densidad. La Fig. 8 ilustra las profundidades de penetración efectiva para diferentes longitudes de onda.

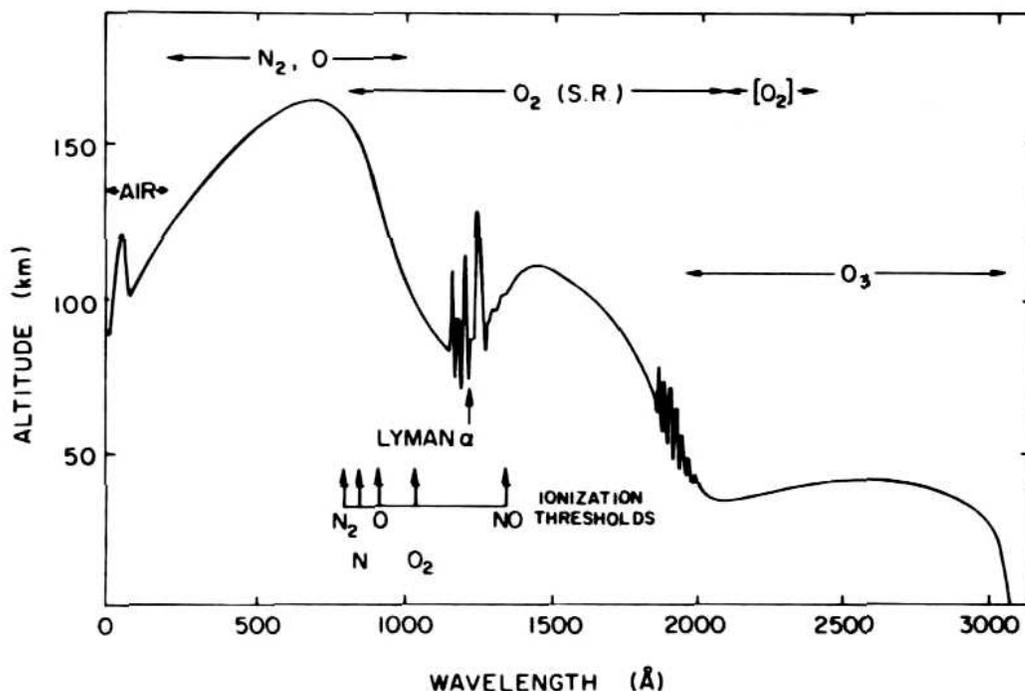


Figura 8 — Profundidades de penetración efectiva (atenuación en $1/e$) para distintas longitudes de onda. Se indican los intervalos donde la extinción por distintas especies es significativa. Figura de Chamberlain & Hunten (1987).

En el rango UV, además de calentar la exosfera, la radiación tiene a su vez efectos en la composición de la atmósfera a través de reacciones fotoquímicas (véase Hunten et al. 1991 para una revisión). Por lo que respecta al flujo de partículas, sus efectos pueden ser muy significativos, hasta el punto que incluso en el Sistema Solar hoy en día el escape de constituyentes de las atmósferas de los planetas y satélites viene determinada, casi exclusivamente, por el viento solar (escape no térmico). En este caso, los dos procesos más efectivos se denominan *ion pick-up* y *sputtering*. Sólo la fortaleza del campo magnético planetario es capaz de proteger a la atmósfera contra la evaporación por este mecanismo. Todos estos conceptos, tanto los procesos térmicos como no térmicos, se encuentran exhaustivamente cubiertos en el reciente texto de Bauer & Lammer (2004).

En esta sección se repasan brevemente algunos aspectos referentes a atmósferas planetarias sobre los cuales tienen efecto los resultados sobre la evolución de las emisiones estelares de partículas y de alta energía.

Evaporación de agua: Marte y Venus

Esta es una de las aplicaciones más inmediatas de los resultados del proyecto *The Sun in Time*. En el caso de Marte, el contenido de agua en su atmósfera está muy influenciado por las emisiones del Sol debido a su reducida masa y la falta de un campo magnético protector. Los procesos relevantes incluyen la pérdida de constituyentes atmosféricos al espacio (básicamente moléculas e iones de H, He, C, N y O) y el balance con su incorporación al suelo por procesos denominados de *weathering*.

ring. Recientemente se han llevado a cabo estudios completos incluyendo todos los procesos de pérdida y además simulaciones de 2D y 3D (Lammer et al. 2003a; Donahue 2004). Éstos muestran como la pérdida de agua de Marte durante los últimos 3.5 Ga es equivalente a un océano marciano global de una decena de metros de profundidad. Además, estos procesos de evaporación explicarían fácilmente el aspecto actual de la superficie marciana. Al romperse la molécula de agua (por fotólisis) y producirse los procesos de escape (térmicos y no térmicos) la pérdida de hidrógeno es mucho más eficiente. Así que, en vez de tener el cociente esperado de 2:1 (H:O), se observa – y ahora modeliza – un cociente de más bien 20:1. El oxígeno sobrante se incorpora a la corteza del planeta oxidando su superficie. Las estimaciones sobre la cantidad de oxígeno que se ha incorporado a la superficie de Marte son relevantes porque permiten estimar el grosor de esta capa oxidada y por tanto adecuar la profundidad de los futuros muestreos para buscar materia orgánica. Los cálculos actuales indican un grosor medio de unos 2–5 m.

Otro aspecto relacionado es el estudio de la atmósfera marciana para determinar si hace unos 3.8 Ga se cumplieron las condiciones necesarias para la presencia de agua líquida en su superficie (como indicarían las observaciones; e.g., Baker 2001), es decir, una temperatura superior al punto de congelación del agua. Los resultados que incorporan los efectos de las emisiones solares muestran que se podrían haber dado estas condiciones mediante efecto invernadero causado por CO₂ (Kulikov et al. 2006a), aunque quedan muchos detalles por aclarar. Posteriormente, el núcleo de Marte se habría solidificado, perdiendo así su campo magnético y la protección contra la erosión por las emisiones solares. Su atmósfera se fue evaporando y el planeta se enfrió al perder su efecto invernadero. Durante este proceso de enfriamiento, que habría sido relativamente rápido, parte del agua en la atmósfera se podría haber incorporado al suelo marciano en forma de hielo y explicar así las observaciones de las sondas (Murray et al. 2005).

El caso del planeta Venus también resulta muy interesante. Y la cuestión aquí es, ¿tuvo agua el planeta Venus en el pasado?, y si fue así, ¿por qué es ahora tan seco? El pasado de Venus es aún misterioso, pero existen evidencias (a partir de abundancias relativas de hidrógeno y deuterio) que habría

tenido agua líquida en su superficie, al menos un 0.3% de un océano terrestre² (Hartle et al. 1996), y posiblemente una cantidad de agua parecida a la de la Tierra. Simulaciones recientes muestran cómo los elevados niveles de radiación de alta energía y de flujo de partículas causaron que la atmósfera se expandiera y que fuera muy vulnerable a efectos de evaporación. Por ello, el agua en la atmósfera de Venus se habría disociado por fotólisis y escapado al espacio. Dependiendo de las suposiciones sobre el viento solar primitivo, el ritmo de pérdida de agua podría haber llegado fácilmente a una cantidad de un océano terrestre en unas pocas decenas o centenares de Ma (Kulikov et al. 2006b), especialmente sin la presencia de un campo magnético protector, explicando su carencia casi total de agua en la actualidad. Como en el caso de Marte, una gran cantidad de oxígeno remanente se habría incorporado al suelo oxidándolo, en este caso hasta profundidades de kilómetros. La atmósfera actual de Venus, muy rica en CO₂, provendría de los procesos de *outgassing* del interior del planeta a partir de vulcanismo. En cualquier caso, Venus es todavía un planeta poco conocido y se espera que las próximas sondas (como Venus Express) aporten nuevos datos para esclarecer los actuales puntos oscuros.

Erosión de superficies

Mercurio, siendo el planeta más cercano al Sol, habrá sufrido más que ningún otro sus envites en la época más activa. Debido a su reducida masa y a los efectos de la radiación solar, Mercurio no tendría ninguna opción de retener los volátiles en forma de atmósfera. Pero el efecto de las emisiones solares podría haber ido incluso más lejos. Mercurio es el planeta con el núcleo mayor en el Sistema Solar, en términos relativos, claro está, extendiéndose en un 70% de su radio. Una de las hipótesis propuestas para explicar esta anomalía es el efecto de los intensos flujos de partículas y de alta energía que habría recibido el planeta del Sol joven (Lammer et al. 2002). De ser esta hipótesis cierta, Mercurio habría empezado con un tamaño parecido al de la Tierra pero el intenso bombardeo de partículas habría barrido su atmósfera y gran parte de su manto externo, dejando un núcleo anormalmente grande para la masa del planeta. Seguramente en un futuro más o menos próximo tendremos más datos para corroborar (o no) si ésta es la historia de Mercurio, pero es indudable que las

² ≈ 1,5 · 10²⁴ g

emisiones del Sol tienen que haber jugado un papel básico en la evolución de este (ahora pequeño) planeta.

Habitabilidad de exoplanetas

Desde hace varias décadas los científicos se han preguntado qué hace que un planeta pueda albergar vida. A pesar de que sólo conocemos un ejemplo de planeta con actividad biológica, muchos científicos coinciden en que para que aparezca vida como la conocemos un requisito imprescindible es la presencia de agua líquida en la superficie. En este sentido, Kasting et al. (1993) dieron un importante paso adelante al adaptar un modelo climático sencillo e intentar precedir el rango de distancias orbitales alrededor del Sol que permitirían a un planeta tener agua líquida. Pero esto no deja de ser una aproximación. Baste decir que la zona habitable alrededor del Sol incluye la distancia orbital de Marte, y sabemos que éste no tiene hoy agua líquida en su superficie. Su masa no es suficiente para retener su atmósfera ni para tener una tectónica de placas activa y liberar CO₂. Estos conceptos se encuentran ampliamente cubiertos en la reciente revisión de Kasting & Catling (2003).

Así pues, y como resulta intuitivo, hay muchos factores para determinar si un planeta es habitable además de su distancia orbital: la presencia de un campo magnético, la estabilidad de la oblicuidad orbital, la frecuencia de impactos catastróficos, etc. Pero también resulta muy relevante la estabilidad a largo plazo de las atmósferas planetarias. Sobre ello tiene gran importancia el flujo energético que un planeta recibe de la estrella, así como su masa, composición química atmosférica, etc. En este sentido no se han llevado a cabo aún grandes avances pero diversos grupos han iniciado trabajos para generalizar la definición de la zona habitable incluyendo una componente de estabilidad atmosférica.

Un caso particular sobre el cual sí se está trabajando es el de las estrellas de baja masa (enanas de tipo espectral M). Las estrellas de tipo M, por su cercanía al Sol y por el potencial contraste de los planetas que las orbiten, son candidatas para misiones de búsqueda de planetas habitables en un futuro a medio plazo (Darwin, TPF). Sin embargo, los planetas alrededor de estrellas de tipo espectral M presentan algunas particularidades. En primer lugar, la zona habitable se acerca mucho a la estrella (debido a su baja luminosidad; Kasting & Catling 2003) de modo que las fuerzas de

marea se intensifican y el planeta sincroniza su periodo de rotación con el periodo orbital (Kasting et al. 1993). Ello implica que hacen falta atmósferas muy densas para que éstas no condensen en el lado de noche (Joshi et al. 1997). Pero además, y relacionado con este punto, hemos comentado anteriormente que las estrellas de tipo M presentan elevados niveles de actividad (y emisiones de alta energía y partículas) durante prolongados periodos de tiempo. Esto implica que la atmósfera de un planeta en su zona habitable estará sujeta a un potencial ritmo de evaporación muy elevado. Entonces, la pregunta es ¿pueden existir planetas habitables alrededor de estrellas de tipo M? y, si es así, ¿qué requisitos (composición química, densidad, etc) debe cumplir su atmósfera para ser estable? Los primeros pasos para responder a estas preguntas se están iniciando ahora (Scalo et al. 2006; Lammer et al. 2006; Khodachenko et al. 2006), y los resultados parecen sugerir que no es fácil, aunque sí posible, mantener una atmósfera en un planeta alrededor de una estrella de baja masa, a menos que sea masivo y que tenga una atmósfera con una composición química y densidad muy determinadas.

Además de los argumentos de estabilidad atmosférica hay otros factores relativos a la actividad estelar que tienen influencia sobre el desarrollo de vida en un planeta. Estos son los relacionados con la fotoquímica y vienen sobre todo determinados por la radiación en la banda UV. Por ejemplo, algunos de los modelos propuestos para explicar la paradoja del Sol débil se basan en una atmósfera con niveles más altos de gases de efecto invernadero como CO₂, NH₃ o CH₄ (Sagan & Chyba 1997; Pavlov et al. 2000), pero hay que tener en cuenta que algunos de estos gases (NH₃ y CH₄) son muy sensibles a procesos de fotodisociación. Para estimar la irradiación UV del Sol joven a menudo se escala el flujo solar en un 70–80 %, acorde con la luminosidad total, lo cual, según los resultados del proyecto *The Sun in Time* representa una fuerte subestimación de la radiación real. Los estudios de los efectos de la radiación UV también se han extendido recientemente a estrellas de tipo espectral M (Segura et al. 2005).

El estudio de la habitabilidad y la detección de planetas que alberguen vida es ahora uno de las líneas estratégicas para las agencias espaciales americana y europea. Prueba de ello son las misiones en preparación para las próximas dos décadas, que se espera que culminen con el lanzamiento de Dar-

win/TPF, cuyo objetivo es la detección de biosignaturas en las atmósferas de algunos exoplanetas de tipo terrestre.

“Hot Jupiters”

El escape térmico en planetas del Sistema Solar tiene hoy en día muy poco efecto, pero no así en algunos de los exoplanetas que se están descubriendo. El caso más evidente es el de los denominados “Hot Jupiters”, planetas gigantes en órbitas muy próximas de sólo unas pocas centésimas de AU de radio y periodos de unos pocos días. Como resulta obvio, la influencia de la irradiación de la estrella puede ser muy importante para estos planetas. Las emisiones de alta energía calientan la exosfera del planeta y dan lugar a una intensa evaporación del hidrógeno y otros constituyentes de la atmósfera (Lammer et al. 2003b). El ritmo de escape es tan elevado que el planeta podría llegar a evaporarse por completo en una escala de tiempo de menos de 1 Ga (Baraffe et al. 2004).

El modelo teórico que predice el escape térmico en “Hot Jupiters” está ya confirmado por las observaciones. Así, Vidal-Madjar et al. (2003, 2004) han usado observaciones de HD 209458 en la banda UV durante el tránsito para determinar que el planeta está perdiendo masa a un ritmo elevado de $\sim 10^{10} \text{ g s}^{-1}$. Las simulaciones teóricas más refinadas (Yelle 2004) indican ritmos de pérdida de masa consistentes con las observaciones y parecen indicar que ciertos procesos de enfriamiento de la exosfera pueden ser lo bastante eficientes para dar cierta estabilidad a largo plazo a las atmósferas de estos planetas y evitar una completa evaporación. Sin embargo, dichos canales de enfriamiento (emisión de H_3^+) no han sido aún detectados (Shkolnik et al. 2006). Pero además de la pérdida de masa por irradiación de alta energía hay otros procesos relacionados con las emisiones estelares que también son relevantes. Este es el caso de la evaporación por efecto del viento estelar (Grießmeier et al. 2004), cuyos efectos dependen del momento magnético del planeta y que pueden ser del mismo orden que las pérdidas por escape térmico.

Los datos observacionales de la misión COROT, que tiene previsto su lanzamiento en otoño de este año, pueden aportar las pruebas definitivas sobre la eficiencia de estos procesos de evaporación. Si son muy eficientes y logran evaporar por completo a algunos planetas hasta dejar sólo sus núcleos rocosos, éstos deberían ser detectados por la misión.

La estadística de planetas en órbitas muy próximas y con un tamaño de unos pocos radios terrestres nos darán la clave.

Conclusiones

Los estudios a largo plazo sobre la actividad estelar muestran que las emisiones de alta energía y de partículas decrecen en intensidad (de forma muy acusada) a medida que las estrellas evolucionan en la secuencia principal. Los resultados de este análisis tienen aplicación directa para estudiar la evolución y estabilidad de las atmósferas de los planetas que orbitan estas estrellas, incluyendo la presencia de agua líquida en su superficie y la alteración de su composición a través de reacciones fotoquímicas. Pero también existen otros aspectos que no se han discutido aquí relacionados con la propia actividad magnética. Por ejemplo, con estudios del tipo *The Sun in Time* se puede profundizar en la comprensión de los mecanismos de generación de energía magnética y de la dinamo estelar, cuya naturaleza, después de décadas de trabajo, aún no se ha logrado desentramar por completo.

Agradecimientos

Quiero expresar mi agradecimiento a E. Guinan, F. Selsis, H. Lammer, G. Harper, M. Güdel y M. Audard por su colaboración en el proyecto *The Sun in Time* y por conversaciones estimulantes sobre actividad estelar y atmósferas planetarias. También quiero agradecer a B. Montesinos su lectura crítica del manuscrito y sus acertadas sugerencias. Este trabajo ha sido realizado gracias a un contrato dentro del programa “Ramón y Cajal” del MEC.

Referencias

- Aschwanden, M.J., Poland, A.I., & Rabin, D.M. 2001, *ARA&A*, 39, 175
- Audard, M., Güdel, M., Drake, J.J., & Kashyap, V.L. 2000, *ApJ*, 541, 396
- Ayres, T.R. 1997, *JGR*, 102, 1641
- Ayres, T.R., Brown, A., Osten, R.A., Huenemoerder, D.P., Drake, J.J., Brickhouse, N.S., & Linsky, J. L. 2001, *ApJ*, 549, 544
- Bahcall, J.N., Pinsonneault, M.H., & Basu, S. 2001, *ApJ*, 555, 990

- Baker, V.R. 2001, *Nature*, 412, 228
- Baliunas, S.L., & Vaughan, A.H. 1985, *ARA&A*, 23, 379
- Baraffe, I., Selsis, F., Chabrier, G., Barman, T.S., Allard, F., Hauschildt, P.H., & Lammer, H. 2004, *A&A*, 419, L13
- Bauer, S.J., & Lammer, H. 2004, *Planetary Aeronomy*, Springer, Berlin
- Bressan, A., Fagotto, F., Bertelli, G., & Chiosi, C. 1993, *A&AS*, 100, 647
- Chamberlain, J.W., & Hunten, D.M. 1987, *Theory of Planetary Atmospheres*, Academic Press, Orlando
- Donahue, T.M. 2004, *Icarus*, 167, 225
- Donahue, R.A., Saar, S.H., & Baliunas, S.L. 1996, *ApJ*, 466, 384
- Dorren, J.D., & Guinan, E.F. 1994, en *IAU Coll. 143, The Sun as a Variable Star*, eds. J.M. Pap, C. Frölich, H.S. Hudson, & S.K. Solanki (Cambridge: CUP), p. 206
- Gaidos, E. J., Güdel, M., & Blake, G. A. 2000, *Geophys. Res. Lett.*, 27, 501
- Grießmeier, J.-M., Stadelmann, A., Penz, T., et al. 2004, *A&A*, 425, 753
- Güdel, M., Guinan, E.F., & Skinner, S.L. 1997, *ApJ*, 483, 947
- Güdel, M., Audard, M., Smith, K. W., et al. 2003, en *Future of Cool-Star Astrophysics: The Twelfth Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems and the Sun*, eds. A. Brown, G.M. Harper, & T.R. Ayres (Boulder: Univ. of Colorado), p. 303
- Guinan, E.F., & Ribas, I., 2002, en *The Evolving Sun and its Influence on Planetary Environments*, eds. B. Montesinos, A. Giménez, & E.F. Guinan (San Francisco: ASP), ASP Conference Series, Vol. 269, p. 85
- Haisch, B., Strong, K.T., & Rodono, M. 1991, *ARA&A*, 29, 275
- Hartle, R.E., Donahue, T.M., Grebowsky, J.M., & Mayr, H.G. 1996, *JGR*, 101, 4525
- Hunten, D.M., Gérard, J.-C., & François, L.M. 1991, en *The Sun in Time*, eds. C.P. Sonett, M.S. Giampapa, & M.S. Matthews, (Tucson: The University of Arizona Press), p. 463
- Joshi, M.M., Haberle, R.M., & Reynolds, R.T. 1997, *Icarus*, 129, 450
- Kasting, J.F. 1988, *Icarus*, 74, 472
- Kasting, J.F. 1993, *Science*, 259, 920
- Kasting, J.F., & Catling, D. 2003, *ARA&A*, 41, 429
- Kasting, J.F., Whitmire, D.P., & Reynolds, R.T. 1993, *Icarus*, 101, 108
- Khodachenko, M.L., Ribas, I., Lammer, H., et al. 2006, *Astrobiology*, enviado
- Klimchuk, J.A. 2006, *Solar Phys.*, 234, 41
- Kulikov, Y.N., Lammer, H., Terada, N., Lichtenegger, H.I.M., Penz, T., Ribas, I., & Biernat, H.K. 2006a, *Space Sci. Revs.*, en prensa
- Kulikov, Y., Lammer, H., Lichtenegger, H.I.M., et al. 2006b, *P&SS*, en prensa
- Lammer, H., Stumptner, W., Molina-Cuberos, G.J., Bauer, S.J., & Owen, T. 2000, *P&SS*, 48, 529
- Lammer, H., Tehrany, M. G., Hanslmeier, A., Ribas, I., Guinan, E. F., & Kolb, C. 2002, *EGS meeting (Nice)*
- Lammer, H., Lichtenegger, H., Kolb, C., Ribas, I., Guinan, E.F., & Bauer, S.J. 2003a, *Icarus*, 165, 9
- Lammer, H., Selsis, F., Ribas, I., Guinan, E. F., Bauer, S.J., & Weiss, W.W. 2003b, *ApJ*, 598, L121
- Lammer, H., Lichtenegger, H.I.M., Kulikov, Y.N., et al., 2006, *Astrobiology*, enviado
- Landini, M., Monsignori Fossi, B.C., Pallavicini, R., & Piro, L. 1986, *A&A*, 157, 217
- Lean, J. 1997, *ARA&A*, 35, 33
- Micela, G., & Marino, A. 2003, *A&A*, 404, 637
- Mojzsis, S.J., Harrison, T.M., & Pidgeon, R.T., 2001, *Nature*, 409, 178
- Montesinos, B., Thomas, J.H., Ventura, P., & Mazzei, I. 2001, *MNRAS*, 326, 877
- Murray, J.B., Muller, J.-P., Neukum, G., et al. 2005, *Nature*, 434, 352
- Newkirk, G., Jr. 1980, en *The ancient Sun: Fossil record in the Earth, Moon and meteorites*, eds. R.O. Pepin, J.A. Eddy, & R.B. Merrill (New York: Pergamon Press), p. 293
- Ossendrijver, M. 2003, *A&AR*, 11, 287
- Parker, E.N. 1970, *ARA&A*, 8, 1
- Pavlov, A. A., Kasting, J. F., Brown, L. L., Rages, K. A., & Freedman, R. 2000, *JGR*, 105, 11981
- Pizzolato, N., Maggio, A., Micela, G., Sciortino, S., & Ventura, P. 2003, *A&A*, 397, 147
- Ribas, I., Guinan, E.F., Güdel, M., & Audard, M. 2005, *ApJ*, 622, 680
- Rottman, G.J. 1988, en *Solar Radiative Output Variation*, ed. P. Foukal (Boulder: NCAR), p. 71

- Sackmann, I.-J., & Boothroyd, A.I. 2003, ApJ, 583, 1024
- Sagan, C., & Mullen, G. 1972, Science, 177, 52
- Sagan, C., & Chyba, C. 1997, Science, 276, 1217
- Scalo, J., Kaltenegger, L., Segura, A., et al. 2006, Astrobiology, enviado
- Segura, A., Kasting, J.F., Meadows, V., Cohen, M., Scalo, J., Crisp, D., Butler, R.A.H., & Tinetti, G. 2005, Astrobiology, 5, 706
- Shaviv, N.J. 2003, JGR, 108, 3
- Shkolnik, E., Gaidos, E., & Moskovitz, N. 2006, AJ, en prensa (astro-ph/9605708)
- Simon, T., Boesgaard, A. M., & Herbig, G. 1985, ApJ, 293, 551
- Skumanich, A. 1972, ApJ, 171, 565
- Soderblom, D.R. 1982, ApJ, 263, 239
- Sonett, C.P., Giampapa, M.S., & Matthews, M.S., eds. 1991, The Sun in Time, The University of Arizona Press, USA
- Soon, W.W.-H., & Yaskell, S.H. 2004, The Maunder Minimum and the Variable Sun-Earth Connection, World Scientific Pub. Co., Singapore
- Strassmeier, K.G. 2004, en Stars as Suns: Activity, Evolution and Planets, eds. A.K. Dupree & A.O. Benz (San Francisco: ASP), p. 11
- Telleschi, A., Güdel, M., Briggs, K., Audard, M., Ness, J.-U., & Skinner, S.L. 2005, ApJ, 622, 653
- Vidal-Madjar, A., Lecavelier des Etangs, A., Désert, J.-M., Ballester, G.E., Ferlet, R., Hébrard, G., & Mayor, M. 2003, Nature, 422, 143
- Vidal-Madjar, A., Désert, J.-M., Lecavelier des Etangs, A., et al. 2004, ApJ, 604, L69
- Vogt, S.S., Hatzes, A.P., Misch, A.A., & Kürster, M. 1999, ApJS, 121, 547
- Wood, B.E., Müller, H.-R., Zank, G., & Linsky, J.L. 2002, ApJ, 574, 412
- Wood, B.E., Redfield, S., Linsky, J.L., Müller, H.-R., & Zank, G.P. 2005a, ApJS, 159, 118
- Wood, B.E., Müller, H.-R., Zank, G.P., Linsky, J.L., & Redfield, S. 2005b, ApJ, 628, L143
- Woods, T.N., Rottman, G.J., Bailey, S.M., Solomon, S.C., & Worden, J.R. 1998, Solar Phys., 177, 133
- Yelle, R.V. 2004, Icarus, 170, 167
- Zahnle, K.J., & Walker, J.C.G. 1982, Rev. Geophys. Space Phys., 20, 280

Ignasi Ribas es investigador del Institut de Ciències de l'Espai (CSIC) y del Institut d'Estudis Espacials de Catalunya, IEEC.

ASTROPHYSICAL STUDIES ON OPEN CLUSTERS: NGC 1807, NGC 1817, NGC 2548 AND NGC 2682^a

Lola Balaguer-Núñez

lola.balaguer@am.ub.es

Tesis doctoral dirigida por Carme Jordi Nebot, David Galadí-Enríquez y Junliang Zhao

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

Fecha de lectura: 16 de enero de 2006

^aLa memoria completa de esta tesis se encuentra disponible en el Servidor de Tesis Doctorals en Xarxa (TDX), <http://www.tdx.cesca.es>

El objetivo de esta tesis, producto de una colaboración entre España y China, es la caracterización de los cúmulos abiertos NGC 1807, NGC 1817, NGC 2548 y NGC 2682, y el análisis de los resultados en el contexto del sistema de cúmulos de la Galaxia. Para ello, hemos obtenido catálogos astrométricos, a partir de placas fotográficas, y fotométricos, a partir de fotometría CCD $uvby-H\beta$ realizada en los observatorios de Calar Alto y la Palma, de las áreas bajo estudio, y generado listas de miembros para cada cúmulo. La selección de cúmulos está basada en la existencia de placas antiguas en el Observatorio Astronómico de Shanghai (China), así como en la posibilidad de la toma de placas modernas.

NGC 1817, en Tauro, es un cúmulo viejo y rico pero muy poco estudiado. Obtuvimos fotometría de un total de 7842 estrellas en un área de $65' \times 40'$ hasta una magnitud $V \sim 22$. Combinando criterios astrométricos y fotométricos, seleccionamos 1592 estrellas miembro. A partir de esta selección se encontraron valores de $E(b-y) = 0.19 \pm 0.05$ ($E(B-V) = 0.27$), $V_0 - M_V = 10.9 \pm 0.6$ y $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.34 \pm 0.26$. Del ajuste de isocronas podemos deducir una edad de $\log t = 9.05 \pm 0.05$ (1.1 Ga). NGC 1807 es un grupo de estrellas muy brillantes cercano a NGC 1817. Tras el estudio fotométrico y astrométrico podemos concluir que no se ha encontrado ninguna evidencia a favor de la existencia de NGC 1807 como cúmulo físico real. Por el contrario parte de sus estrellas pertenecen a NGC 1817, que es en realidad un cúmulo muy extenso.

De NGC 2548 (M 48), en Hidra, se obtuvo fotometría para un total de 4806 estrellas en un área de $34' \times 34'$ hasta una magnitud límite de $V \sim 22$. A partir de la selección final de 331 estrellas miembro encontramos un enrojecimiento de $E(b-y) = 0.06 \pm 0.03$ ($E(B-V) = 0.08$), $V_0 - M_V = 9.3 \pm 0.5$ y

$[\text{Fe}/\text{H}] = -0.24 \pm 0.27$. El mejor ajuste de isocronas resulta para modelos con convección penetrante de una edad de 400 ± 100 Ma ($\log t = 8.6$).

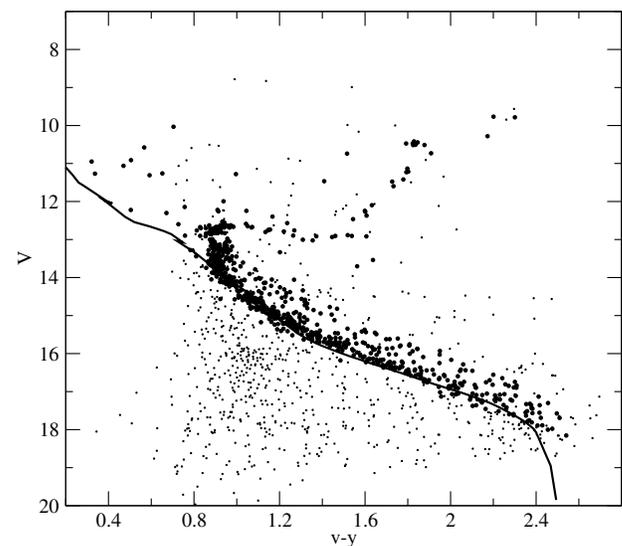


Figura 1 — Diagrama color-magnitud del área de NGC 2682 (M 67). En círculos los miembros del cúmulo. La línea gruesa es la ZAMS.

NGC 2682 (M 67), en Cáncer, es probablemente el cúmulo abierto viejo más estudiado de la Galaxia. Al utilizarlo como estándar en la transformación de la fotometría, obtuvimos unos resultados de gran calidad y extensión con un total de 1843 estrellas en un área de $50' \times 50'$ y una magnitud límite $V \sim 19$ (ver Fig. 1). A partir de un total de 776 estrellas miembro, hallamos $E(b-y) = 0.03 \pm 0.03$ ($E(B-V) = 0.04$), $V_0 - M_V = 9.7 \pm 0.2$ y $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.01 \pm 0.14$. De la comparación entre modelos de convección penetrante y modelos canónicos, adoptamos una edad de 4.2 ± 0.4 Ga, en coincidencia con estudios anteriores.

Todos los métodos utilizados, desde la elección del modelo de placa para el cálculo de los movimientos

propios, hasta la aplicación de métodos paramétricos y no paramétricos a la segregación de cúmulo y campo en el estudio astrométrico, han sido evaluados de manera rigurosa y crítica, adoptándolos a cada caso particular. Asimismo hemos desarrollado un análisis crítico del índice de efectividad E de la segregación, así como de la aplicación de métodos paramétricos y no paramétricos a los planos espacial y fotométrico, tanto con datos reales como con modelos de Galaxia.

Además de la determinación de los parámetros físicos para cada cúmulo, hemos identificado y estudiado las estrellas peculiares, entre las que destacan las azules rezagadas y el análisis de sus posibles orígenes. A partir del cálculo de velocidades espa-

ciales y órbitas galácticas para los cúmulos, se han podido situar y discutir en el marco general de una relación entre edad, distancia y metalicidad. Además del estudio de las funciones de masa y su pendiente, hemos analizado la segregación de masas a partir de funciones de luminosidad, perfiles de brillo superficial de las distintas poblaciones de estrellas y los tiempos de relajación de los cúmulos. Hemos determinado y comparado los tamaños angulares de los cúmulos con sus valores previos. Y hemos estudiado la existencia de huecos en la secuencia principal y hallado un total de cuatro huecos, de los cuales uno (4900 K) es una nueva detección.

EMISIÓN MULTILONGITUD DE ONDA POR PROCESOS DE ALTA ENERGÍA EN MICROCUÁSARES

Valentí Bosch i Ramon

vbosch@am.ub.es

Tesis doctoral dirigida por Josep Maria Paredes Poy

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

Fecha de lectura: 27 de abril de 2006

Los microcuásares son binarias de rayos X que presentan chorros relativistas que emiten en radio, alimentados por un objeto compacto en el que cae materia de la estrella compañera formando un disco de acreción. A título ilustrativo, en la Figura 1 mostramos una representación artística de un microcuásar. Los procesos no térmicos que tienen lugar en los chorros de los microcuásares generan partículas de muy alta energía, electrones y protones, las cuales a su vez emiten por diferentes mecanismos de radiación desde la banda radio hasta los rayos gamma.

El trabajo desarrollado a lo largo de esta tesis ha estado enfocado en la emisión de muy alta energía proveniente de los microcuásares, explorando posibles mecanismos subyacentes. Las conclusiones más significativas del trabajo realizado son que los microcuásares son sistemas en los cuales se dan las condiciones necesarias para producir radiación detectable en todas las longitudes de onda, como recientemente se ha demostrado con la detección en el rango TeV de los microcuásares LS 5039 y LS I +61 303.

En relación con la banda gamma del espectro, la

radiación se puede explicar a partir de modelos leptónicos donde domina el proceso de interacción Compton inverso entre electrones relativistas de los chorros y fotones ambientes. Sin embargo, aunque los requerimientos energéticos sean más extremos, modelos basados en interacción protón-protón podrían llegar a explicar también las observaciones, al menos en ciertos casos donde se da interacción con el medio circundante. La variabilidad en escalas de tiempo de minutos o más, no ligadas a las regiones más cercanas al objeto compacto sino a las más externas y a los chorros (e.g. acreción y precesión), pueden ser explicadas teniendo en cuenta los procesos que tienen lugar en tales regiones y que afectan la aceleración de las partículas y su emisión. Debido a la presencia de densos campos de fotones, la absorción de fotones gamma por creación de parejas se debe tener en cuenta. La distribución espectral de energía teórica y observada del microcuásar de alta masa LS 5039 se puede ver en la Figura 2.

De cara al futuro, el desarrollo de nuevas técnicas de aproximación a los problemas astrofísicos en los microcuásares, fuentes relativamente fáciles de es-

tudiar, va a permitir mejorar nuestra comprensión de los procesos físicos también en otras fuentes de alta energía.

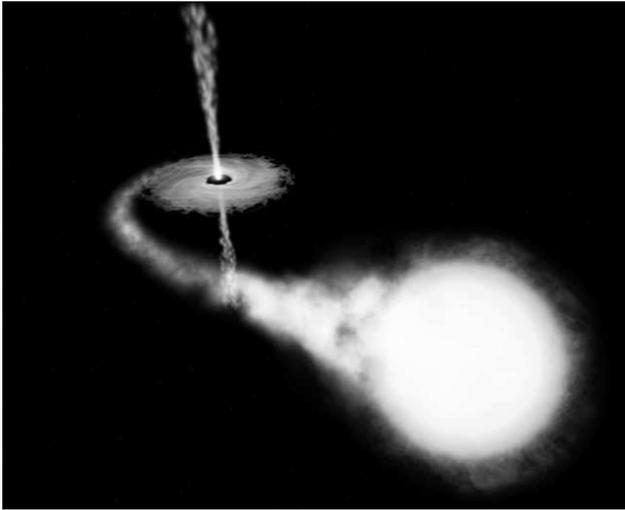


Figura 1 — Representación artística de un microcuásar (<http://imgsrc.hubblesite.org/hu/db/2002/30/>). La materia fluye desde la estrella compañera hasta el objeto compacto formando un disco de acreción, donde sufre calentamiento viscoso y termina siendo eyectada en parte en forma de chorros relativistas.

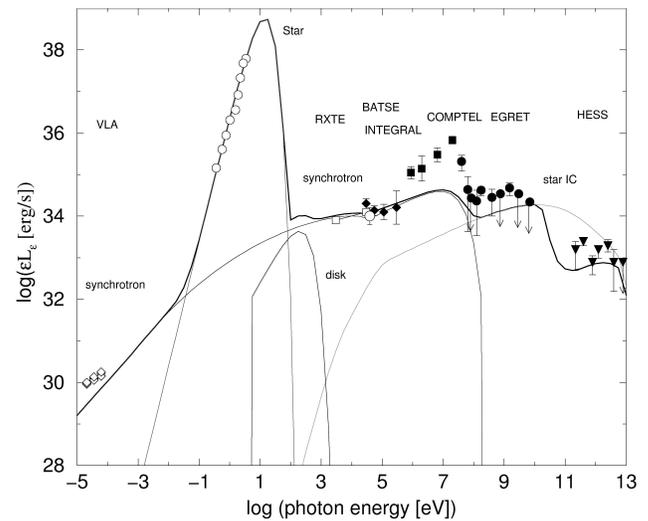


Figura 2 — Distribución espectral de energía teórica del microcuásar LS 5039 comparada con puntos observacionales (no es un ajuste estadístico). La emisión radio es sincrotrón, los rayos X pueden ser también radiación de tipo sincrotrónico o provenir de la materia del disco de acreción. En este caso, los rayos gamma son generados por efecto Compton inverso en el chorro, siendo dominante la contribución debido a la interacción de los electrones relativistas del chorro con los fotones de la estrella compañera de alta masa.

PROPIEDADES DEL GAS NEUTRO EN GALAXIAS AISLADAS

Daniel Espada Fernández

daniel@iaa.es

Tesis doctoral dirigida por Lourdes Verdes-Montenegro Atalaya

Centro: Instituto de Astrofísica de Andalucía (IAA)

Fecha de lectura: 23 de junio de 2006

La finalidad de esta Tesis Doctoral es la de caracterizar las propiedades del gas neutro de una muestra de galaxias aisladas en sus fases atómica (HI) y molecular (H_2). Esto servirá como referencia para determinar la influencia de las interacciones en la evolución de las galaxias. Este estudio se enmarca dentro del proyecto AMIGA (Análisis del Medio Interestelar en Galaxias Aisladas, <http://www.iaa.es/AMIGA.html>).

En esta Tesis se presentan los datos de HI para 910 galaxias y de CO(1-0) (trazador de H_2) para 278, procedentes de nuevas observaciones así como de una recopilación de la bibliografía. Una vez obtenidos estos datos hemos realizado los siguientes estudios: i) obtención de las correlaciones que

permiten predecir el contenido de HI (M_{HI}) y H_2 (M_{H_2}) a partir de diferentes parámetros ópticos de la galaxia, y revisión de las existentes en la bibliografía; ii) obtención de la tasa y origen de las asimetrías en el HI en galaxias aisladas; iii) origen de galaxias aisladas de tipo temprano ricas en HI; y por último, iv) caracterización del H_2 y gas neutro total para una submuestra de galaxias aisladas, en comparación con galaxias en interacción.

En primer lugar se presentan las referencias de normalidad de M_{HI} y M_{H_2} calculadas a partir de las correlaciones entre estas dos magnitudes y la información óptica (luminosidad, tamaño óptico lineal y tipo morfológico). Nuestro estudio supone las siguientes mejoras con respecto a trabajos anterior-

res: a) utilizamos muestras con mayor completitud, b) aumentamos el número de galaxias en cada intervalo de morfología, y c) contamos con un rango mayor en M_{HI} , luminosidades y tamaños.

Un resultado sorprendente encontrado en la bibliografía es que la tasa de asimetrías de los perfiles de HI no parece variar con el entorno, incluso en galaxias aisladas (Haynes et al. 1998). Sin embargo la tasa que hemos obtenido para nuestra muestra de galaxias aisladas es considerablemente menor que la encontrada para galaxias en entornos más densos (un 20 % frente a un 50 %, aproximadamente). En nuestro estudio concluimos que el porcentaje de perfiles asimétricos puede ser explicado principalmente por interacciones entre galaxias, una vez excluidos aquellos perfiles afectados por problemas de apuntado. Aún así tenemos un pequeño pero significativo porcentaje de galaxias aisladas con perfiles asimétricos. Con el fin de entender cuál es su origen, hemos observado en el VLA, en su configuración más compacta, 8 galaxias con perfiles asimétricos y 4 con perfiles simétricos como submuestra de control. Encontramos que: a) todas las galaxias tienen un HI bastante simétrico en comparación con galaxias en entornos más densos, excepto NGC 864 (ver Fig. 1), b) la mayoría de los perfiles asimétricos pueden ser explicados por irregularidades en el campo de velocidades, y sólo en algunos casos por la distribución de HI, c) no hay colas de marea ni otros signos de interacción con galaxias de masas similares, y d) no hay galaxias satélites ricas en gas suficientemente masivas para producir en principio las asimetrías observadas. Con estos datos podemos inferir que, o bien las asimetrías son más duraderas de lo que

se piensa, o bien estamos viendo diferentes etapas en la relajación de un evento de acreción de una galaxia satélite.

También hemos estudiado el origen de las galaxias de tipo temprano de nuestra muestra (*ETIGs*), y en especial aquellas detectadas en HI. Aunque la mayoría de las *ETIGs* son normalmente pobres en gas frío, hay excepciones, y se piensa que el origen de este gas podría ser externo. Descartamos que nuestras *ETIGs* sean grupos fósiles de galaxias, puesto que son muy poco luminosas. No obstante pensamos que el origen de nuestras *ETIGs* está relacionado con el entorno, puesto que encontramos en muchos casos peculiaridades notables en sus morfologías ópticas, colores, HI y luminosidades en infrarrojo lejano. En general se trataría de acreciones de galaxias pequeñas y por tanto no serían elípticas primordiales que han evolucionado de forma pasiva.

Por último, hemos estudiado los cocientes entre M_{H_2} , M_{HI} , M_{gas} y L_B para la submuestra con datos de CO(1-0), y comparado con los resultados obtenidos por Young & Knezek (1989) para una muestra conteniendo galaxias en interacción. Confirmamos que el contenido total de gas es una componente fundamental que principalmente depende del tipo morfológico, y que se ve afectado sólo en segundo orden por el entorno. Encontramos asimismo que M_{HI} es mayor en espirales aisladas con respecto a las que se encuentran en interacción, al contrario de lo que ocurre para M_{H_2} . Para las *ETIGs* el contenido de gas, tanto M_{HI} como M_{H_2} , es inferior al encontrado en galaxias en interacción, apoyando el origen externo para el medio interstelar de estas últimas.

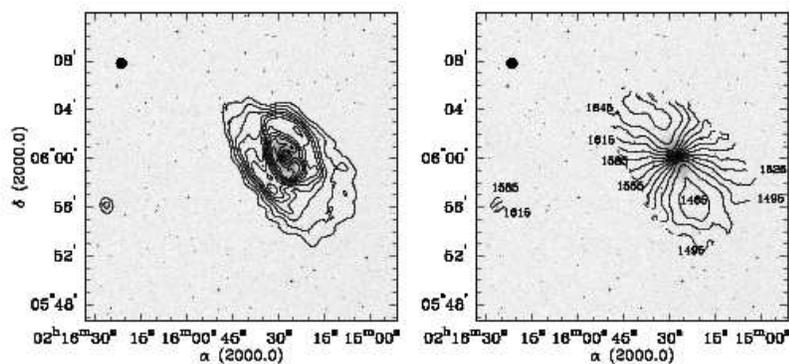


Figura 1 — NGC 864, una de las galaxias más asimétricas en HI de nuestra muestra (Espada y col. 2005, *A&A*, 442, 455). Mostramos la distribución de HI (izqda.) y su campo de velocidades (dcha.), en contornos, sobre la imagen óptica del POSSII.

NEW OBSERVATIONAL TECHNIQUES AND ANALYSIS TOOLS FOR WIDE FIELD CCD SURVEYS AND HIGH RESOLUTION ASTROMETRY

Octavi Fors Aldrich

ofors@am.ub.es

Tesis doctoral dirigida por Jorge Núñez de Murga

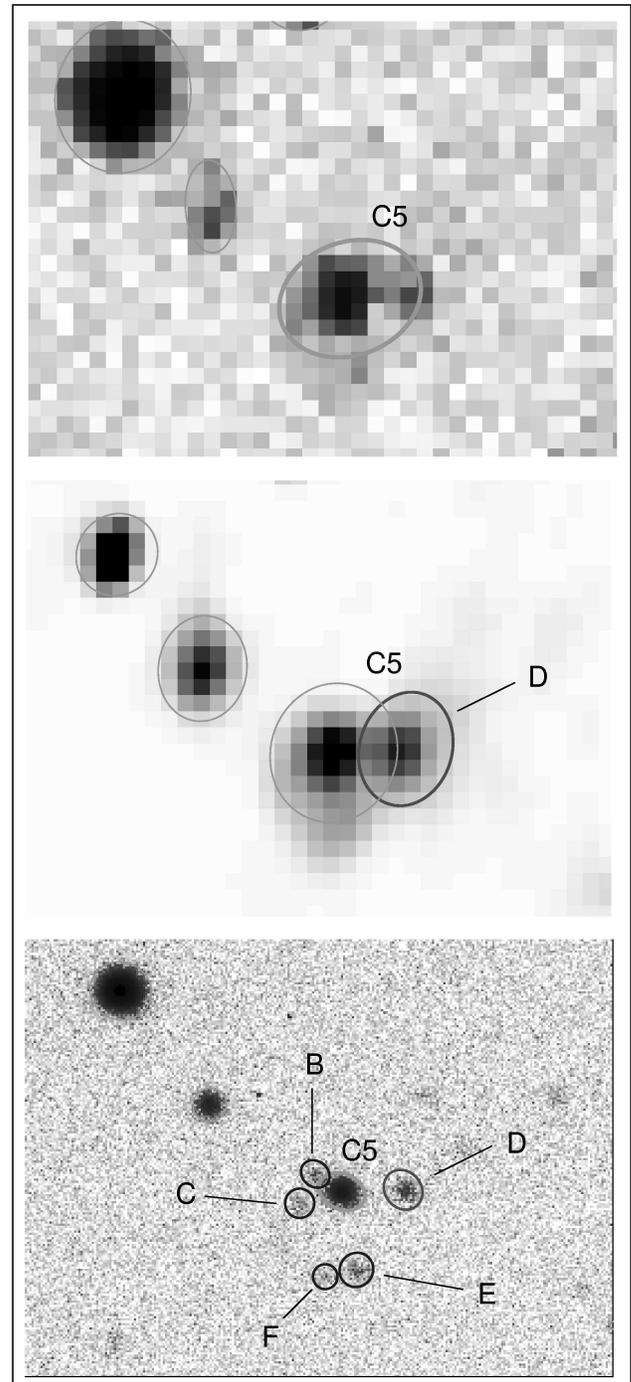
Centro: Departament d'Astronomia i Meteorologia, Universitat de Barcelona

Fecha de lectura: 7 de marzo de 2006

Se han diseñado y desarrollado nuevas técnicas observacionales y herramientas de análisis de datos en dos áreas bien diferenciadas: la deconvolución de imágenes CCD *survey* y la astrometría de alta resolución (ocultaciones lunares e interferometría *speckle*).

En la primera parte se aplicaron dos algoritmos de deconvolución (máxima verosimilitud Richardson-Lucy (MLE) y su variante adaptativa basada en *wavelets* (AWMLE)) a datos de tres proyectos *survey*: el *Flagstaff Transit Telescope (FASTT)*, el *QUasar Equatorial Survey Team (QUEST)* y el *Near-Earth Space Surveillance Terrestrial (NESS-T)*. Los tres ven restringida su magnitud y resolución límites a causa del método de adquisición *drift scanning* para *FASTT* y *QUEST*, o la muy corta relación focal de *NESS-T*. Se ha desarrollado una nueva metodología para la aplicación del AWMLE y MLE a las anteriores imágenes. Ésta permite evaluar la mejora aportada por la deconvolución en términos de incremento de magnitud y resolución límites. Además, el procedimiento resulta del todo general y es exportable a otros datos *survey*. Los resultados obtenidos muestran que AWMLE aporta un incremento de magnitud límite de 0.6 mag y una mejora en la resolución límite de 1.0 píxel. Además, tales tendencias demostraron ser asintóticamente independientes del número de iteraciones utilizadas en la deconvolución. Paralelamente, se comprobó que la deconvolución MLE sobre datos *FASTT* no afecta a la precisión astrométrica ni introduce sesgo posicional alguno.

Figura 1 — Ejemplo de mejora de resolución límite para una imagen *QUEST* con un candidato a cuásar (C5). Superior: imagen original. Centro: imagen deconvolucionada por AWMLE. Inferior: imagen alta resolución *WIYN*. La componente C5-D ha sido resuelta gracias al incremento en resolución límite aportado por la deconvolución.



Respecto las ocultaciones lunares, se ideó, desarrolló y evaluó una nueva técnica de adquisición CCD para la observación de este tipo de fenómenos. Está basada en el método *fast drift scanning* y permite muestrear la intensidad del objeto ocultado cada 2 ms. La técnica habilita a prácticamente cualquier observatorio (profesional o amateur) para afrontar programas regulares de ocultaciones lunares con propósitos de contribución científica. Paralelamente, se llevó a cabo un programa de observación de ocultaciones lunares en el Observatorio Astronómico de Calar Alto, que durante 71.5 noches operó tanto en el visible con CCD como en IR con la cámara MAGIC. Como resultado, se consiguieron medir 3 diámetros estelares del orden de 7 mas y detectar 15 nuevos sistemas binarios y uno de triple con separaciones angulares proyectadas de hasta 2 mas. Finalmente, se desarrolló e implementó un nuevo algoritmo de reducción automática de ocultaciones basado en *wavelets*. Éste se ha aplicado satisfactoriamente en la reducción del conjunto de ocultaciones (~400) registradas en este programa. Del mismo modo, permite afrontar

de manera eficiente y regular la reducción de futuras observaciones, como las que se están llevando a cabo con VLT/ISAAC.

Respecto a la interferometría *speckle*, se ideó, desarrolló y evaluó una nueva técnica de adquisición CCD para este tipo de observaciones de alta resolución espacial. Nuevamente, está basada en el método de adquisición *fast drift scanning*, que permite muestrear la intensidad del objeto por debajo del intervalo de coherencia atmosférica. Se validó la técnica con la medición de 4 sistemas binarios de órbitas conocidas, estando los resultados de separación angular, ángulo de posición y diferencia de magnitud de acuerdo con ellas. La técnica permite a prácticamente cualquier observatorio (profesional o amateur) afrontar programas *speckle* con propósitos de contribución científica. Finalmente, se ideó, implementó y validó una nueva técnica de autocalibración de datos *speckle* que evita la necesidad de observar calibradores y, por tanto, ahorra tiempo de observación.

La memoria completa de esta tesis se encuentra disponible en **Ref[1]**

Ref[1] <http://www.tesisenred.net/TDX-0330106-125745/index.cs.html>

ESTUDIO ÓPTICO-UV DE ESTRELLAS DE TIPO MEDIO Y TARDÍO

Alejandro García Gil

agg@iac.es

Tesis doctoral dirigida por Ramón J. García López y Carlos Allende Prieto

Centro: I.A.C. (Instituto de Astrofísica de Canarias)

Fecha de lectura: 20 de diciembre de 2005

En esta tesis presentamos un análisis cuantitativo de los espectros ultravioleta (UV) cercano, óptico e infrarrojo (IR) cercano de las estrellas Vega y Proción, con el propósito de determinar sus propiedades físicas así como sus abundancias químicas superficiales.

Hemos comparado diferentes espectros observados con espectros sintéticos considerando en detalle las opacidades metálicas para escoger entre ellos. Este aspecto es especialmente importante en el ultravioleta, ya que hay una controversia sobre cuál es la mejor escala de flujo: la del Telescopio Espacial Hubble (HST) o la de INES, calibrada directamente a partir del satélite *International Ultraviolet Explorer* (IUE). La comparación de los flujos sintéticos del UV cercano, del visible y del IR cercano

con los observados favorece la escala de flujo del HST sobre la escala de INES. También hemos obtenido nuevos espectros de resolución intermedia de Proción con STIS a bordo del HST y espectros de alta resolución de Vega desde el Observatorio McDonald.

Hemos derivado la temperatura efectiva y la metalicidad a partir de modelos de atmósfera en equilibrio termodinámico local (ETL), fijando la gravedad superficial, comparando flujos sintéticos con el observado en regiones donde la opacidad del continuo de elementos distintos al hidrógeno no es importante, lo que suele ser válido en la región visible.

Utilizando los parámetros previamente derivados, hemos identificado los principales contribuyentes

a la opacidad del continuo en Vega y Proción. Las abundancias químicas de estos principales contribuyentes han sido investigadas comparando flujos sintéticos con el observado en el ultravioleta en regiones donde la opacidad del continuo producido por estos elementos es importante. También hemos derivado abundancias químicas a partir de líneas espectrales del visible y comparado los resultados con los obtenidos usando la región ultravioleta.

Finalmente hemos llevado a cabo un estudio del espectro de Vega usando modelos estelares con rotación rápida, comparando los flujos sintéticos con el observado. De esta manera hemos obtenido nuevos parámetros físicos (velocidad de rotación, incli-

nación del eje de rotación, la temperatura efectiva y la gravedad polar y ecuatorial, la metalicidad y la microturbulencia) y abundancias químicas fotosféricas. La alta velocidad de rotación y la baja inclinación obtenidas son consistentes con otros trabajos que tienen en cuenta la rotación, mientras que la microturbulencia y la velocidad ecuatorial proyectada obtenidas se comparan bien con los resultados donde el efecto de la rotación rápida sobre la superficie estelar y sobre el flujo emitido no fue considerada. Se han obtenido diferentes valores de la gravedad, la temperatura efectiva y algunas abundancias al tener en cuenta el efecto de la velocidad de rotación en detalle.

ESTUDIO DE ESTRELLAS MASIVAS CON ESPECTROS DE ALTA RESOLUCIÓN EN EL UV-LEJANO, UV Y VISIBLE

Miriam García García

mgg@iac.es

Tesis doctoral dirigida por Luciana Bianchi (JHU, E.E.U.U.) y Artemio Herrero Davó (I.A.C.)

Centro: Universidad de La Laguna

Fecha de lectura: 15 de diciembre de 2005

Las estrellas masivas juegan un papel fundamental en la formación y evolución de estructuras en el Universo por su aporte de materia, energía y momento al medio interestelar y por su contribución a la nucleosíntesis galáctica y cósmica. Las estrellas masivas más calientes sufren vientos propulsados por radiación, que se detectan en los espectros de resolución media de estrellas individuales hasta el cúmulo de Virgo. Pueden encontrarse huellas del viento estelar en cualquier rango de longitudes de onda, pero los espectros UV y UV-lejano son especialmente prolíficos en líneas formadas en la atmósfera en expansión.

El trabajo de tesis que presentamos está dedicado al estudio de un grupo de estrellas masivas calientes con espectros del telescopio *Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer* (*FUSE*, $\lambda 905\text{-}1187\text{\AA}$) complementados con datos del archivo del *International Ultraviolet Explorer* (*IUE*) y del *Hubble Space Telescope* para el rango $\lambda 1150\text{-}1800\text{\AA}$. Los datos se han analizado con espectros sintéticos calculados con el código *WM-basic*, que produce modelos unificados de simetría esférica de las atmósferas en expansión con un tratamiento preciso de los efectos de NETL y del bloqueo de líneas en las capas

sub- y supersónicas. Como apoyo para el análisis construimos una red de modelos *WM-basic* que, por comparación con las observaciones, nos permite acotar los valores de los parámetros estelares. Con la ayuda de la red es posible estudiar también la variación de las líneas espectrales y del equilibrio de ionización en función de las diferentes propiedades de la estrella. Las posibles aplicaciones de la red van más allá de este trabajo de tesis e incluyen la comparación de *WM-basic* con otros códigos, el estudio de regiones HII y la determinación de la ley de extinción. Ampliaciones posteriores de la red podrán usarse también como librería de modelos estelares de entrada para códigos de síntesis de poblaciones.

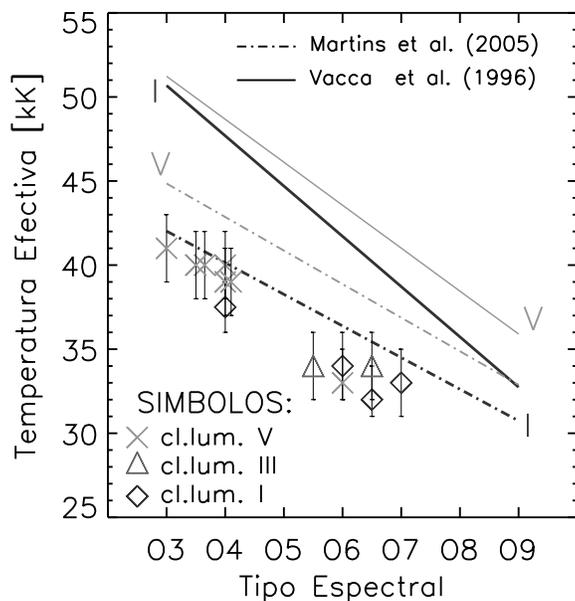


Figura 1 — Las temperaturas efectivas derivadas para las estrellas analizadas en esta tesis (símbolos) se comparan con las calibraciones empíricas de Vacca et al. (1996) y Martins et al. (2005). Nuestros valores son consistentemente menores que los asignados por las calibraciones, para todos los tipos espectrales y clases de luminosidad.

La parte central de la tesis consiste en el análisis espectroscópico cuantitativo de una muestra de estrellas de la Vía Láctea con tipos espectrales O temprano y medio. Sus espectros *FUSE* e *IUE* fueron ajustados de forma conjunta con modelos *WM-basic*. El rango de *FUSE* es rico en líneas del viento insaturadas que, combinadas con las transiciones espectrales en el rango de *IUE*, permiten obtener una solución consistente de todos los parámetros

estelares (temperatura efectiva, gravedad, radio, tasa de pérdida de masa, velocidad terminal y choques en el viento) y del equilibrio de ionización en el viento. El doblete de OVI $\lambda\lambda 1031.9, 1037.6$, contenido en el rango de *FUSE*, juega un papel decisivo en la caracterización de los choques en el viento y, en particular, en la cuantificación de la radiación que las zonas de enfriamiento emiten en los rangos UV-extremo y rayos X. Esta es responsable de que se alcancen tan altos estados de ionización de oxígeno y otros elementos en el viento, y se ha incluido de forma consistente en nuestro análisis.

Nuestro resultado principal es la obtención de una nueva escala de temperaturas para los subtipos espectrales que cubre la muestra, O3-O7. Los valores de temperatura derivados para las estrellas analizadas son menores que los determinados en trabajos previos en todos los casos y que los que las calibraciones de Vacca et al. (1996) y Martins et al. (2005) asignan a su tipo espectral.

Por último, hemos presentado los primeros espectros UV-lejano de estrellas en M31 y M33, accesibles gracias a la mayor sensibilidad de *FUSE*. Si bien no fue factible desarrollar un análisis cuantitativo de los datos, los espectros *FUSE* proporcionan información importante acerca de los vientos de las estrellas de M31 y M33 y de su metalicidad. Los espectros *FUSE* de una muestra reducida de estrellas de M33 son consistentes con la existencia de un gradiente de metalicidad en esta galaxia. Este estudio cualitativo de la morfología de objetos en M31 y M33, en el rango UV-lejano, es un primer paso indispensable para futuros trabajos cuantitativos.

MODELOS ENERGÉTICOS, QUÍMICOS Y DINÁMICOS DE LA ALTA ATMÓSFERA DE MARTE

Francisco González Galindo

ggalindo@iaa.es

Tesis doctoral dirigida por Miguel Ángel López Valverde

Centro: Instituto de Astrofísica de Andalucía, CSIC

Fecha de lectura: 2 de Junio de 2006

La alta atmósfera de Marte es la región donde se desarrolla la fase de aerofrenado de las diversas misiones espaciales a este planeta, por lo que es importante un conocimiento adecuado de su temperatura y densidad. Las escasas observaciones de esta región han puesto de manifiesto un acoplamiento con la media y baja atmósfera debido a la propagación de ondas desde alturas inferiores. Por ello, es conveniente contar con un Modelo de Circulación General (MCG) que estudie de forma coherente todas las capas de esta atmósfera, desde la superficie hasta la alta termosfera. Los MCGs existentes cubren en su mayoría sólo capas inferiores a la termosfera (por ejemplo, *Wilson y col.*, GRL, 2002), y el único modelo termosférico, el *Mars Thermospheric General Circulation Model* (MTGCM) desarrollado en NCAR, no incluye la baja atmósfera (*Bougher y col.*, GRL, 2006). El objetivo de esta tesis, enmarcada en un proyecto de la Agencia Espacial Europea desarrollado por el *Laboratoire de Météorologie Dynamique* del CNRS francés, la Universidad de Oxford y el Instituto de Astrofísica de Andalucía, es contribuir a la construcción del primer MCG marciano con cobertura global, extendiendo a la termosfera un modelo previo de la baja y media atmósfera marciana, el *European Mars General Circulation Model* (EMGCM). La estrategia seguida fue la construcción, en primer lugar, de un modelo 1-D de la alta atmósfera marciana, en el cual incluir de forma detallada aquellos procesos físicos relevantes para esta región, y a partir de los cuales se construirían esquemas rápidos de cálculo para, finalmente, incluir estos procesos en el EMGCM sin consumir excesivo tiempo de cálculo.

El modelo 1-D incluye el calentamiento por absorción de radiación UV, la fotoquímica, la difusión molecular, la difusión turbulenta, la conducción térmica y el balance energético en el IR. Las comparaciones con modelos previos son, en gene-

ral, bastante satisfactorias.

Utilizando como base estos modelos detallados, se han desarrollado esquemas rápidos de cálculo para el calentamiento UV, basado en la aproximación de que las secciones eficaces de absorción no dependen de la temperatura, y para la fotoquímica, basado en la aproximación de equilibrio fotoquímico. Las diferencias con los resultados del esquema rápido son menores de un 5% en las tasas de calentamiento y menores de un 10% en las evoluciones temporales de las concentraciones, permitiendo un considerable ahorro de tiempo de computación, por lo que estos esquemas son apropiados para incluirlos en un MCG (*González-Galindo y col.*, JGR, 2005).

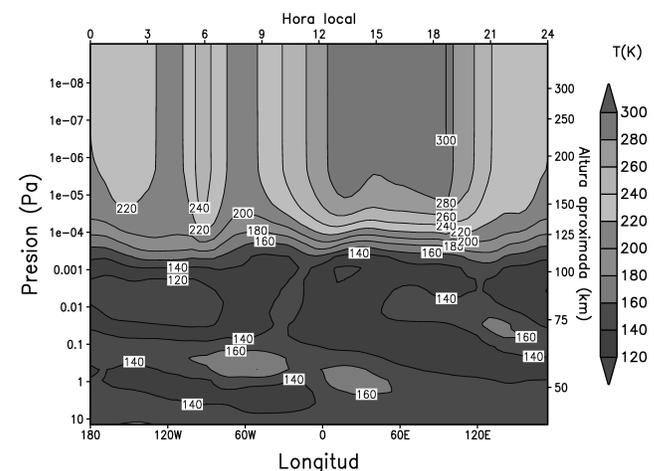


Figura 1 — Perfil térmico ecuatorial a TU=12 horas obtenido con el EMGCM para el caso equinoccial. Podemos distinguir claramente el mínimo de temperatura de la mesopausa, el aumento de temperatura con la altura de la baja termosfera y la temperatura constante con la altura, debido a la conducción térmica, en la alta termosfera.

La extensión a la termosfera del EMGCM nos ha permitido estudiar la estructura térmica y dinámica de esta región. Como ejemplo, la Fig. 1 muestra el perfil térmico ecuatorial obtenido con este modelo para el caso equinoccial a Tiempo Universal 12

horas. Se ha encontrado una serie de resultados novedosos, como una conexión entre la alta y la baja termosfera, debido a la alta eficiencia de la conducción térmica, de forma que la estructura térmica de la alta termosfera viene afectada no sólo por procesos locales, sino también por procesos que afectan a la baja termosfera, como calentamientos radiativos y calentamientos/enfriamientos por vientos. También hemos descrito una relación inequívoca y no lineal entre el calentamiento UV y el cociente de concentraciones O/CO_2 . Las temperaturas termosféricas nominales dadas por el modelo se han comparado con resultados anteriores del MTGCM y con diversas medidas de sondas espaciales, resultando en media un 15 % superiores.

Se han realizado pruebas de sensibilidad y compa-

raciones detalladas con el MTGCM para validar el EMGCM. Las pruebas de sensibilidad favorecen valores bajos de la eficiencia de calentamiento UV, dentro de su intervalo de variabilidad teórico y experimental, que llevarían las temperaturas termosféricas del EMGCM a mucho mejor acuerdo con los datos experimentales y el MTGCM. Las comparaciones detalladas con el MTGCM muestran diferencias globales en las temperaturas termosféricas inferiores a unos 10 K, valor muy aceptable. Las diferencias más importantes se observan en las temperaturas y vientos zonales durante la noche polar y en la estructura de los vientos meridionales, que creemos debidas a diferente propagación de ondas desde la baja atmósfera.

POBLACIONES ESTELARES EN GALAXIAS ELÍPTICAS ENANAS

Santos Pedraz Marcos

pedraz@caha.es

Tesis doctoral dirigida por Javier Gorgas García

Centro: Universidad Complutense de Madrid

Fecha de lectura: 21 de Abril de 2006

Las elípticas enanas (dEs) constituyen la población de galaxias más abundantes en el universo local, sin embargo, aún se conoce muy poco de ellas, tanto de su naturaleza como de su origen. Tienen un aspecto esferoidal con perfiles de brillo superficial exponenciales, masa $\lesssim 10^9 M_\odot$, luminosidad $M_B \gtrsim -18$ mag, y brillo superficial $\mu \gtrsim 21$ mag/arcsec². Suelen tener tamaños de unos pocos kiloparsecs y están caracterizadas por su ausencia de gas y formación estelar.

En esta tesis se ha llevado a cabo un estudio espectroscópico de una muestra de 42 galaxias elípticas enanas pertenecientes al cúmulo de Virgo. La comparación con las 8 elípticas gigantes (o clásicas) y las 7 compactas incluidas en este trabajo, así como con otras muestras más amplias de la bibliografía, ha permitido un amplio análisis de sus poblaciones estelares.

Se han medido la velocidad radial y la dispersión de velocidades en las regiones centrales de las galaxias de la muestra y, por primera vez, a lo largo del eje mayor en una fracción significativa de elípticas enanas (ver Fig. 1). Del análisis de la cinemática de sus poblaciones estelares se deduce que, a diferencia de lo considerado hasta ahora, no todas

las dEs están soportadas por la anisotropía en la distribución de velocidades, ya que una fracción importante de ellas muestran altas velocidades de rotación.

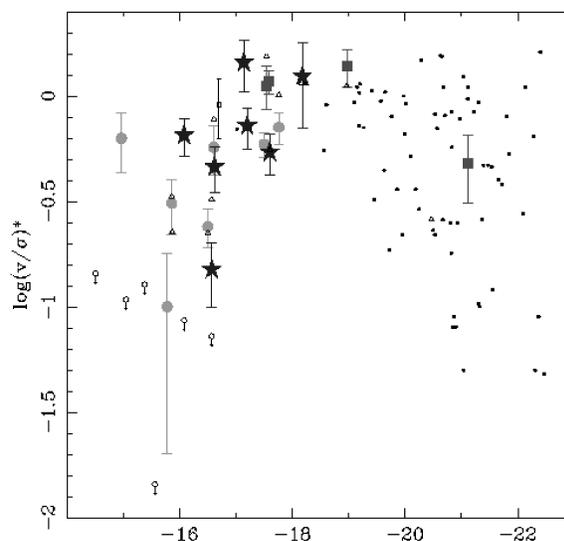


Figura 1 — Logaritmo del parámetro de anisotropía frente a la magnitud absoluta. Las estrellas, los cuadrados y los círculos rellenos representan las elípticas enanas, gigantes y compactas de la muestra de este trabajo.

Los valores de los índices de Lick obtenidos en las regiones centrales de las dEs coinciden en general con la relación encontrada con la dispersión de velocidades para las elípticas gigantes. Tan solo los índices de magnesio muestran diferencias significativas. En los diagramas índice–índice, las dEs ocupan regiones intermedias entre las gigantes y los cúmulos globulares. Estas posiciones son independientes de los índices utilizados, de donde se deduce que las abundancias relativas en las dEs deben ser similares a la de la vecindad solar. Además, al estimar las edades y metalicidades con las predicciones de los modelos de síntesis (Vazdekis 1999), se comprueba que estos valores también tienen una menor dependencia de los índices elegidos que en el caso de las gigantes. En promedio, las dEs son más jóvenes y menos metálicas que las elípticas más masivas, si bien, muestran una mayor dispersión en sus valores de edad y metalicidad. Esta mayor dispersión hace que la relación edad–metalicidad que se encuentra para las gigantes no sea tan marcada para las dEs. Pero sí muestran la misma tendencia de ser más jóvenes las más metálicas, aunque con una mayor pendiente.

Al representar las edades y metalicidades frente a la dispersión de velocidades, o la magnitud absoluta, las dEs no se limitan a la extrapolación hacia valores menores, de σ o M_B , de las tendencias que se encuentran para las gigantes. En particular, muestran metalicidades menores que dicha extrapolación y una gran dispersión en las edades. Sin embargo cuando se representan simultáneamente

edad, metalicidad y dispersión de velocidades, las enanas coinciden en el plano determinado por la posición de las gigantes en el espacio definido por estos tres parámetros.

Los gradientes medios de Mg_2 y Mg_1 son significativamente más planos en las dEs que en las gigantes, pero no se encuentran diferencias para los demás índices medidos. Las probabilidades de correlación, para las galaxias elípticas, en el sentido de tener gradientes más negativos las galaxias con valores mayores en sus regiones centrales, aumentan al incluir las 7 enanas de la muestra. Si bien, tan sólo para Mg_2 esta correlación es realmente significativa. No se encuentra correlación de ningún índice con la dispersión de velocidades central, tan sólo se aprecia una tendencia para el Mg_2 .

Al interpretar los gradientes de índices como variaciones de edad y metalicidad se encuentra que, en general las elípticas enanas tienen poblaciones estelares algo más jóvenes y claramente más metálicas en el centro que en las regiones externas. Estos gradientes son compatibles con deberse exclusivamente a variaciones de metalicidad en una gran parte de los casos, pero también hay ejemplos en los que los gradientes de edad son claramente significativos.

La amplia variedad, tanto en parámetros cinemáticos, como en la edad y metalicidad de sus poblaciones estelares, indica que han sido diversos los procesos de formación y evolución que han dado lugar a la muestra de galaxias elípticas enanas estudiadas en este trabajo.

ESTRUCTURA, VARIACIONES TEMPORALES Y FLUJO RADIATIVO EN LAS NUBES DE SATURNO

Santiago Pérez Hoyos

wubpehos@bi.ehu.es

Tesis doctoral dirigida por Agustín Sánchez Lavega

Centro: Universidad del País Vasco

Fecha de lectura: 16 de diciembre de 2005

El conocimiento de la distribución vertical de partículas, nubes y aerosoles en las atmósferas de los planetas gigantes resulta fundamental para comprender los fenómenos meteorológicos que observamos en ellas. En concreto, la determinación de las alturas a las cuales se sitúan los detalles empleados como trazadores de vientos resulta crucial

a la vista de la intensa variación de la corriente ecuatorial al nivel de las nubes observada recientemente en Saturno (Sánchez-Lavega et al., *Nature*, **423**, 2003).

En este trabajo utilizamos imágenes del Telescopio Espacial Hubble obtenidas entre 1994 y 2004 en diferentes filtros que abarcan desde el ultravioleta

leta cercano (275 nm) hasta el infrarrojo cercano (1042 nm), incluyendo la banda profunda del metano a 890 nm. Estas imágenes fueron calibradas fotométricamente, de forma que podemos comparar la reflectividad en el disco con los resultados proporcionados por nuestros códigos de transporte radiativo (Acarreta & Sánchez-Lavega, *Icarus*, **137**, 1999). Estudiamos de esta forma la estructura vertical de nieblas y aerosoles en la región entre 1 mbar y 2 bar que reproduce las observaciones.

En primer lugar, se dedujo la estructura vertical del hemisferio sur de Saturno a lo largo del período de estudio, determinándose la presencia de una niebla estratosférica (entre 1 y 10 mbar) y una segunda niebla troposférica, desde el nivel de la tropopausa hasta unos 400 mbar (Pérez-Hoyos et al., *Icarus*, **176**, 2005). Ambas nieblas se situaban sobre una densa nube de amoníaco que suponemos localizada en sus niveles de condensación (entre 1 y 1.8 bar). Esta estructura vertical sufre variaciones temporales en diferentes escalas de tiempo, desde períodos de unos 10 años (siguiendo las variaciones locales de insolación) para el espesor óptico estratosférico y la reflectividad de las partículas troposféricas hasta cambios en unos pocos meses en estas mismas partículas, pasando por escalas de tiempo intermedias en el espesor óptico troposférico, probablemente asociadas a cambios de tipo dinámico.

Conocida la estructura vertical promedio y sus cambios en el tiempo, fue posible determinar la localización en altura de los detalles meteorológicos característicos de las distintas latitudes (Sánchez-Lavega et al., *Icarus*, **170**, 2004) y en concreto de los detalles ecuatoriales, lo que nos permitió establecer un contexto para la discusión sobre la posible variación de los vientos ecuatoriales con la altura, y así explicar tanto las observaciones de HST como las de Cassini (Porco et al., *Science*, **307**, 2005). Utilizando observaciones de 1979-81 desde Tierra y de las sondas Voyager, determinamos los niveles de altura de los trazadores de vientos en aquella época, permitiendo una comparación con las actuales. Nuestras conclusiones (resumidas en la Figura 1, Pérez-Hoyos & Sánchez-Lavega, *Icarus*, **180**, 2006a) apuntan a la necesidad de un cambio real, de unos 100 m s^{-1} en la región superior de la troposfera ecuatorial entre 1979-81 y 1994-2005. Las diferencias de alturas no se pueden conciliar las variaciones esperadas del viento con la altura

ni estimadas actualmente con las observaciones de Cassini ni las estimadas en la época anterior. Debe señalarse que entre estas fechas se produjo el desarrollo de una enorme tormenta (Sánchez-Lavega et al., *Nature*, **353**, 1991) en el ecuador del planeta que varió sustancialmente la estructura vertical de nieblas y aerosoles.

Finalmente, analizamos el efecto que estas capas de aerosoles pueden tener en la radiación visible que incide en la atmósfera. Este conocimiento es fundamental para determinar la importancia relativa de la fuente de radiación solar frente a la fuente de energía interna en la circulación atmosférica general de este planeta. Empleamos para ello los modelos de estructura vertical inferidos anteriormente, pero también los obtenidos por otros autores. Los resultados (Pérez-Hoyos & Sánchez-Lavega, *Icarus*, **180**, 2006b) señalan que el flujo solar en longitudes de onda entre 250 y 1000 nm se deposita en niveles altos de la troposfera (por encima de los 300 mbar) produciendo un intenso calentamiento en esa región que puede inducir una intensa circulación zonal y meridional en regiones más altas localizadas en el entorno de la tropopausa.

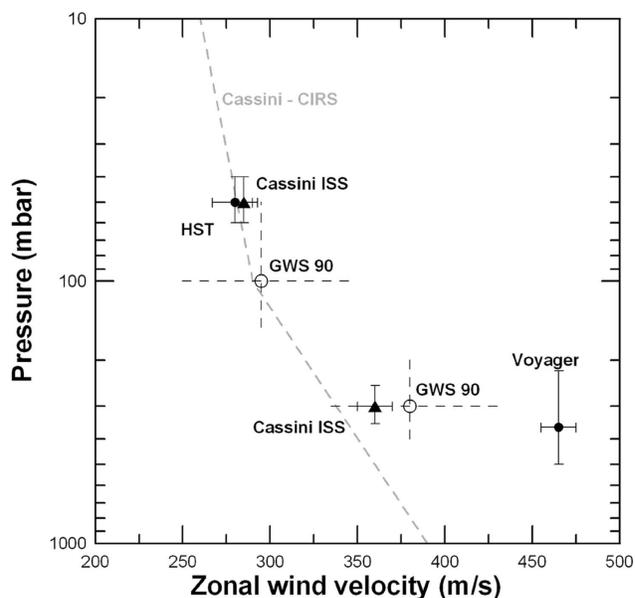


Figura 1 — Velocidad del viento en función de la altura para diferentes épocas: observaciones de HST, Cassini y de la Gran Tormenta de 1990 (GWS) tomadas desde Tierra en diferentes filtros. La línea gris discontinua muestra la cizalla de viento térmico inducido a partir de las mediciones de Cassini-CIRS (tomada de Pérez-Hoyos & Sánchez-Lavega, *Icarus*, **180**, 2006a).

INTERACCIÓN DE ESTRELLAS MASIVAS CON EL MEDIO INTERESTELAR EN REGIONES HII GALÁCTICAS

Sergio Simón Díaz

ssimon@iac.es

Tesis doctoral dirigida por Artemio Herrero Davó y César Esteban López

Centro: Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC)

Fecha de lectura: 19 de diciembre de 2005

Esta tesis está enfocada hacia el estudio de la interacción de las estrellas masivas con el medio interestelar ionizado en dos regiones HII galácticas.

Se presentan dos estudios bien diferenciados. El primero trata de la comparación de abundancias químicas en la región de formación estelar asociada con la Nebulosa de Orión (M42), obtenidas a partir de métodos estelares y nebulares. El segundo se dirige hacia la construcción de un modelo de fotoionización detallado de la nebulosa de Marian (M43) mediante la comparación de las predicciones de los modelos con un gran número de observables de distinto tipo.

Para los propósitos de esta tesis, se ha obtenido un conjunto de datos observacionales de varios tipos. Estos datos incluyen espectroscopia de rendija larga en el rango óptico de las estrellas masivas presentes en las nebulosas M42 y M43, e imagen en filtro estrecho de la nebulosa M43. Además se han recuperado los datos espectroscópicos de M43 utilizados por M. Rodríguez en un estudio previo de esta nebulosa.

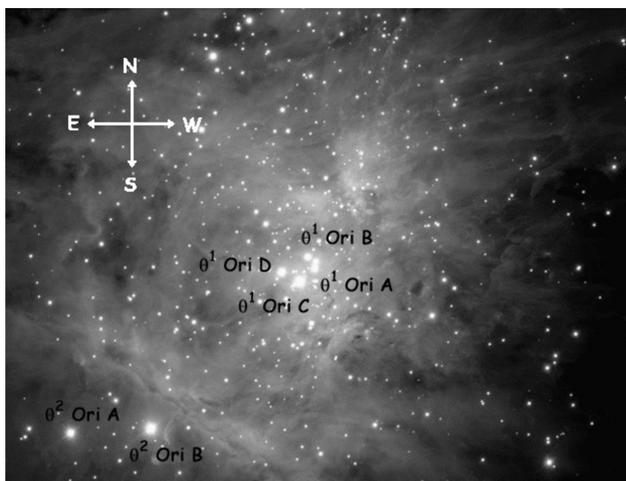


Figura 1 — Imagen de la Nebulosa de Orión creada a partir de 81 imágenes en IR cercano tomadas con ISAAC en el VLT. Las estrellas situadas en el centro de la nebulosa forman el conocido Cúmulo

del Trapecio (θ^1 Ori). Las otras dos estrellas OB (θ^2 Ori A y B) son parte del cúmulo estelar de la Nebulosa de Orión aunque no se suelen considerar como pertenecientes al Cúmulo del Trapecio. Creditos: M. McCaughrean (AI Potsdam).

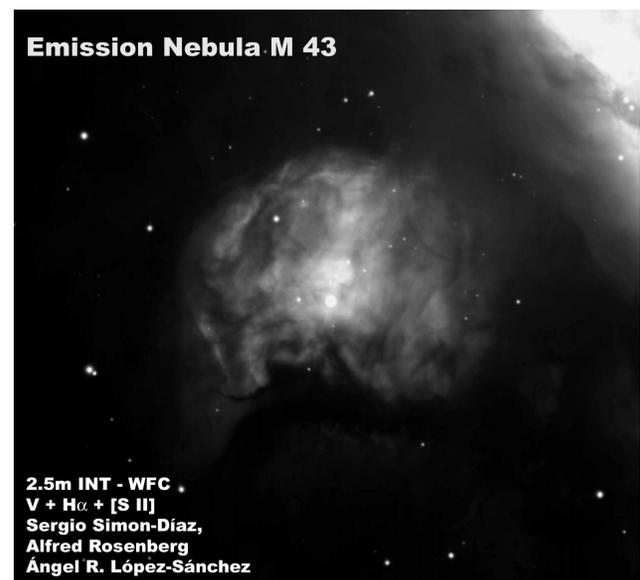


Figura 2 — La región HII galáctica M43.

Se ha hecho uso del modelo de atmósfera estelar de última generación *FASTWIND* para establecer los parámetros estelares y las abundancias de oxígeno y silicio de las estrellas de Orión. La fiabilidad de las abundancias obtenidas se basa en un análisis detallado previo que se realiza para la estrella τ Sco, una estrella B0.2V con líneas estrechas (debido a su baja v_{sin}). Se ha encontrado buen acuerdo entre la abundancia estelar de oxígeno obtenida para la estrellas de Orión y aquella estimada previamente por Esteban et al. (2004) para el contenido nebuloso en fase gaseosa. Este resultado sugiere un factor de deposición en polvo para el oxígeno nebuloso en M42 menor del que se venía considerando hasta ahora. Las abundancias estelares de silicio son mayores que las que se obtienen a partir del

estudio del espectro FUV de M42. Este resultado permite confirmar el depósito de cierta cantidad de silicio nebular en granos de polvo.

La nebulosa M43 es una región HII aparentemente esférica ionizada por una sola estrella (HD37061, B1V). Los parámetros estelares de la estrella ionizante, obtenidos mediante el análisis de su espectro óptico con *FASTWIND* se han utilizado como entrada del modelo de atmósfera estelar *WM-basic* para modelar su distribución de flujo ionizante. Esta distribución espectral de energía, junto con las abundancias nebulares obtenidas a partir del análisis del espectro óptico de M43, y los parámetros

morfológicos y fotométricos inferidos de las imágenes de la nebulosa en filtros estrechos, se han utilizado como entrada del código de fotoionización *CLOUDY* para construir modelos de la nebulosa “a medida”. Se han considerado dos tipos de modelos esféricos: con densidad constante y con una ley de densidad obtenida a partir del ajuste del perfil de brillo superficial en H α . Finalmente, se han dado los primeros pasos en el modelado de la nebulosa mediante el código *CLOUDY-3D*, un código pseudo-3D que permite construir modelos con geometrías de tipo “ampolla”.

VARIABILIDAD Y CROMATICIDAD DE CUÁSARES MÚLTIPLES

Aurora Ullán Nieto

aurora.ullan@postgrado.unican.es

Tesis doctoral dirigida por Dr. Luis J. Goicoechea Santamaría

Centro: Universidad de Cantabria (UC)

Fecha de lectura: 25 de abril de 2006

Se denominan lentes gravitatorias a los objetos que curvan la trayectoria de la luz por la acción de la gravedad. Así, el efecto lente gravitatoria fuerte sobre un cuásar se produce cuando una gran concentración de masa - una galaxia, un grupo o un cúmulo de galaxias - se encuentra situada en una dirección cercana a la línea de visión que une al observador con la fuente luminosa lejana. Evidentemente, la distancia a la gran concentración de masa (lente gravitatoria) es menor que la distancia a la fuente (cuásar). De esta manera, debido al fenómeno lente gravitatoria, un cuásar distante puede ser observado como un conjunto de imágenes (cuásar múltiple) o un anillo (anillo de Einstein) en lugar de una única imagen, dependiendo de la geometría del sistema fuente-lente-observador. Concretamente, en el caso más general de no cumplirse un alineamiento perfecto del sistema (conjunción) aparece un cuásar múltiple. Este caso más usual ha sido el objeto de la investigación realizada en esta tesis.

Gran parte de este trabajo ha sido dedicado al análisis del primer sistema lente gravitatoria, QSO 0957+561, un cuásar doble descubierto en 1979 (Walsh et al., 1979, Nat, 279, 381). En este sistema se observan dos imágenes (A y B) relativamen-

te separadas (aproximadamente 6") de una misma fuente lejana ($z = 1,41$). La lente gravitatoria en este caso es un cúmulo de galaxias, y el efecto lente principal es debido a una galaxia elíptica gigante (G) en el corazón del cúmulo a $z = 0,36$. Para este cuásar doble se ha hecho el estudio más exhaustivo y completo hasta la fecha, incluyendo curvas de luz a dos longitudes de onda (filtros V y R) deducidas mediante observaciones con el *Nordic Optical Telescope* (NOT) dentro de la colaboración internacional GLITP y en tiempo de servicio, espectroscopía ultravioleta-óptica-infrarroja mediante observaciones con el telescopio espacial *Hubble* (HST), y, finalmente, nuevos flujos en los filtros V y R obtenidos a través de medidas en la Estación de Observación de Calar Alto (EOCA). Hemos deducido las curvas de luz en los filtros V y R mediante dos métodos fotométricos diferentes y se ha logrado separar el flujo debido a la lente principal (G) del flujo correspondiente a la imagen B (solo a 1"). Desde una perspectiva astrofísica, hemos caracterizado la variabilidad del cuásar durante los períodos de observación (2000-2003) y hemos obtenido las primeras razones de flujo B/A robustas en los filtros V y R. Además, usando las nuevas razones de flujo B/A, se ha podido concluir que la

galaxia gigante (G) y/u otros objetos entre el observador y el cuásar pudieran contener cantidades importantes de polvo y gas produciendo extinción diferencial. Esta hipótesis en la que fuimos pioneros, fue confirmada mediante el estudio cromático con los datos del HST. Así, los espectros revelaron que el halo oscuro de G consiste principalmente en material no colapsado, y que probablemente incluye nubes de gas polvorientas y compactas.

Por otra parte se ha estudiado el cuásar doble SBS 0909+532. En este caso, la separación entre sus dos componentes es muy pequeña - tan sólo $1,1''$ (Kochanek et al., 1997, ApJ, 479, 678)- por lo que este sistema es muy compacto y la obtención de los flujos de las dos imágenes por separado requiere la utilización de métodos de fotometría muy precisos. Se ha logrado obtener las primeras curvas de luz en los filtros V y R. Nosotros hemos observado en la EOCA, mientras que otros colaboradores lo hicieron en el Observatorio Maidanak (Uzbekistán) y el Observatorio Wise (Israel). En este caso, desde un punto de vista astrofísico, hemos presentado el primer estudio sobre la variabilidad del cuásar y las estrellas próximas. Como consecuencia de nuestros análisis, hemos encontrado que una estrella de campo es variable. Además, la variabilidad del cuásar en el filtro R ha permitido determinar el retardo entre sus imágenes, siendo ésta una cantidad fundamental para discutir la expansión actual del universo y la densidad superficial de la galaxia que

actúa como lente gravitatoria. Así, para un mismo tiempo de emisión, parece que los fotones asociados a la imagen B llegan primero, y los fotones asociados a la imagen A llegan 45_{-11}^{+1} días más tarde (con un intervalo de confianza del 95% y empleando una técnica de minimización χ^2) ó 48_{-6}^{+7} días más tarde (intervalo de confianza del 90% y mediante una técnica de dispersión, D^2). Estos resultados suponen la primera determinación del retraso temporal de SBS 0909+532 mediante datos observacionales. En la actualidad, se conocen aproximadamente cien sistemas lente gravitatoria, y hasta ahora sólo se conocía el retraso temporal de once de ellos. De este modo, con nuestros resultados ampliamos el número a doce sistemas lente. Por último, hemos realizado una estimación grosera de la constante de Hubble (H_0) y de la densidad superficial media del principal deflector ($\langle \kappa \rangle$). Usando los desplazamientos al rojo del deflector (galaxia lente) y de la fuente (SBS 0909+532), astrometría básica del sistema y el retraso medido por nosotros, obtenemos unos resultados (1σ) de $H_0 = 82 \pm 41 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ (para un perfil isoterma) y $1-\langle \kappa \rangle = 0.43 \pm 0.21$ (tomando $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$). Así, mientras la estimación de la constante de Hubble presenta mucho error en comparación con otras determinaciones de esta cantidad física, hemos obtenido la primera estimación de la medida de la densidad superficial media de la galaxia lente.

RESTAURANTE

montjuïc

el xalet



Restaurante Montjuïc El Xalet

Avda. Miramar, 31

08038 Barcelona

Tel. 93 324 92 70

Fax. 93 329 12 34

