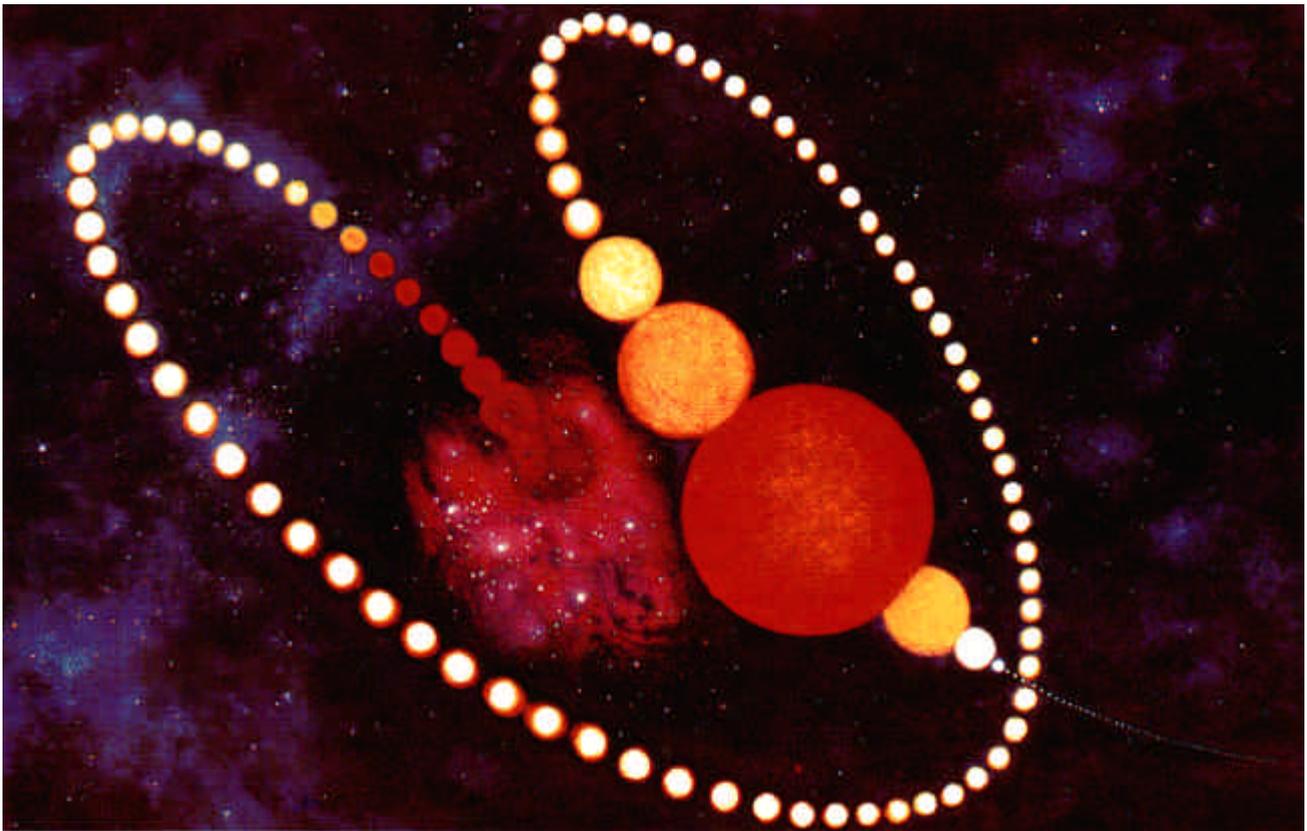


# Boletín Especial

Número 1

-

Diciembre 2000



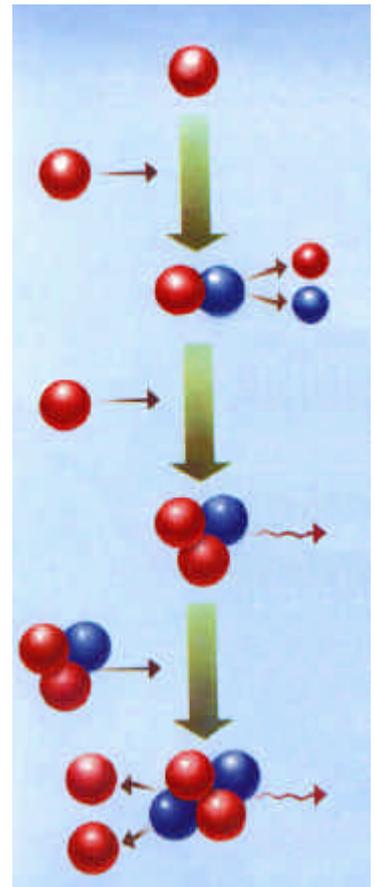
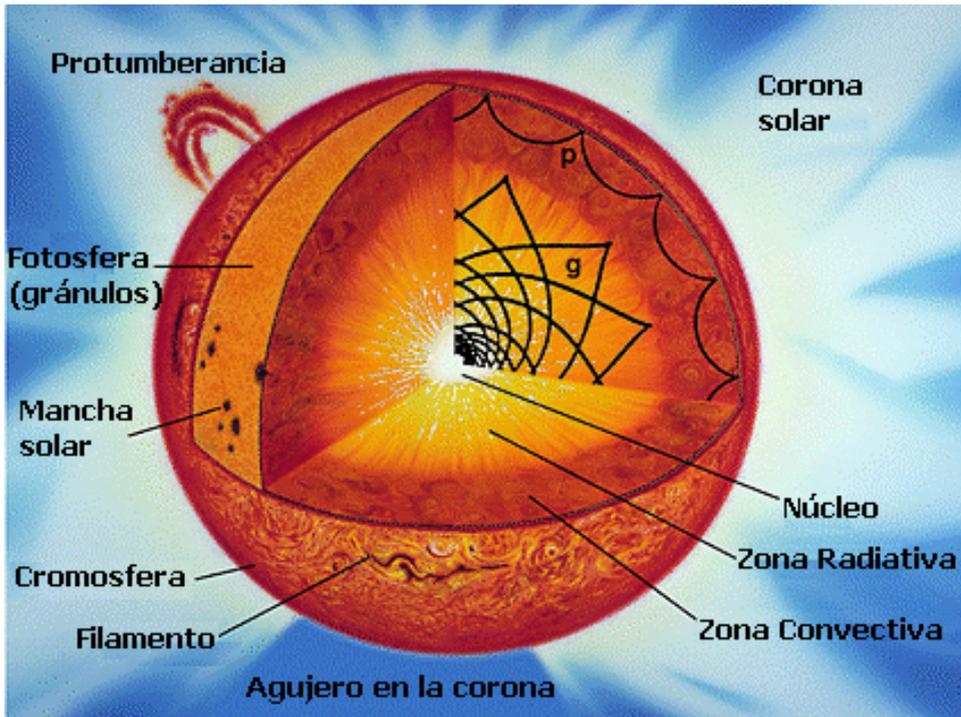
## *EVOLUCIÓN ESTELAR*

*Del nacimiento a la muerte de las estrellas*

**Agrupación  
Astronómica  
de Córdoba**



# 1.- Estructura de una estrella



Para poder hablar de la evolución estelar, en primer lugar debemos preguntarnos qué son las estrellas. Podríamos definir una estrella como una gigantesca bola de gases, principalmente hidrógeno y helio. Estos elementos son los átomos más sencillos que existen en el Universo, los ladrillos a partir de los que se ha formado todo lo que existe. Afortunadamente, tenemos una estrella bastante cerca de nosotros, a sólo 150 millones de kilómetros de distancia. Se trata del Sol, la estrella central del Sistema Solar. Podemos tomar al Sol como referencia para el estudio de las estrellas, y de hecho, es lo que los astro-físicos hacen en realidad. Por ejemplo, se habla de la masa de una estrella en relación a la masa del Sol.

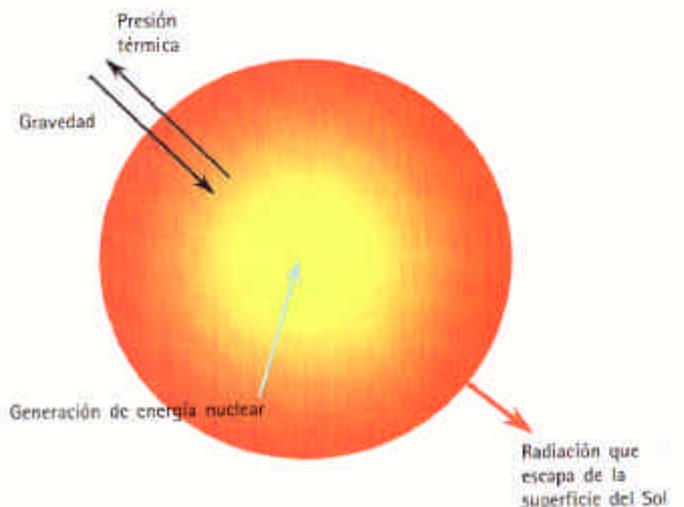
El Sol se mantiene en un *doble equilibrio*. Por un lado, la fuerza de la gravedad tiende a atraer los cuerpos entre sí, provocando que los gases que forman el Sol se acercan cada vez más, comprimiéndose. Este efecto es contrarrestado por la presión que ejerce la misma materia hacia el exterior. Ambos efectos se compensan, alcanzándose el denominado *equilibrio hidrostático*. El otro equilibrio que debe mantener la estrella es el denominado *equilibrio térmico*: cada capa del Sol debe desprender la misma energía que recibe de la capa interior. Este comportamiento va a ser el mismo en todas las estrellas, y precisamente las grandes diferencias entre ellos serán las responsables de todo el proceso de evolución de las estrellas.

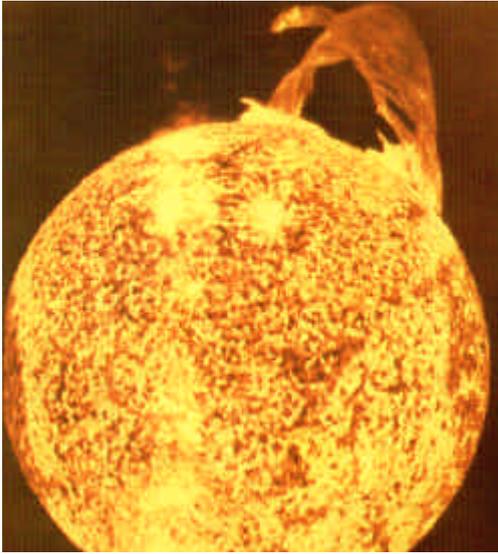
En la parte central del Sol la materia se encuentra a unas temperaturas de 15 millones de grados y una presión del orden del millón de veces superior a la terrestre. En estas condiciones, la materia no se encuentra en estado gaseoso, sino en forma de *plasma*. Esta gran densidad es la causante de la *reacción termonuclear de fusión* que se produce en el núcleo solar, proporcionando la energía a la estrella. El proceso en sí es muy sencillo: cuatro átomos de hidrógeno chocan, y se forma un átomo de helio, liberándose energía. En cantidades, 1 gramo de hidrógeno produce 0.93 gramos de helio, y el 0.7 restante se "pierde" en forma de energía. De esta forma, el Sol pierde 4 millones de toneladas por segundo, proporcionando energía suficiente como para mantener a una ciudad como Nueva York durante un millón de años. Esta energía no se puede aprovechar: es la que se genera en el mismo corazón del Sol. Poco a poco, la luz irá alcanzando las capas superiores.

*Esquema del ciclo protón-protón. Las bolas rojas representan a los protones, las azules a los neutrones. Las líneas onduladas son fotones liberados. Las bolas más pequeñas son neutrinos.*

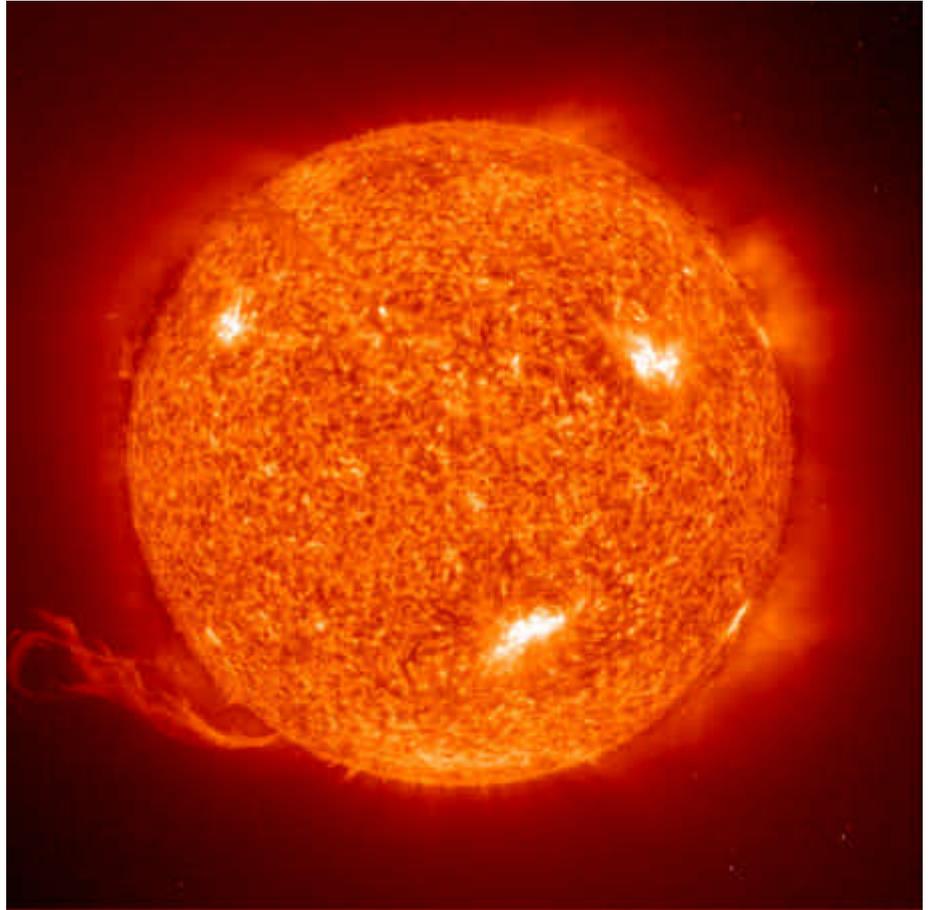
Primero alcanzará la denominada *zona radiativa* en donde se transmite mediante radiación: la luz es absorbida y reemitida un número muy grande de veces por la materia del Sol. Como el camino de la energía es aleatorio, la luz tarda más de medio millón de años en alcanzar la siguiente capa.

Tras pasar la zona radiativa se llega a la *zona convectiva*. En ella, tanto la energía como la materia se mueve mediante convección. Este fenómeno es muy conocido: la materia caliente "pesa" menos que la materia fría, y tiende a ascender. Fenómenos de convección ocurren en nuestra atmósfera, son los responsables de los movimientos de las placas tectónicas, y originan los cambios de temperaturas en los océanos. El gas caliente sube por un lado, se va enfriando poco a poco hasta llegar a la parte superior, y después cae hacia dentro con una temperatura mucho menor. Se generan bucles de energía que suben y bajan por toda la esfera solar. El resultado visible es la granulación de la superficie, que está jerarquizada.





*(Arriba) Imagen de una gran protuberancia solar fotografiada en luz ultravioleta por el satélite Skylab. La materia de la erupción se encuentra atrapada dentro de las líneas de fuerza del campo magnético.*

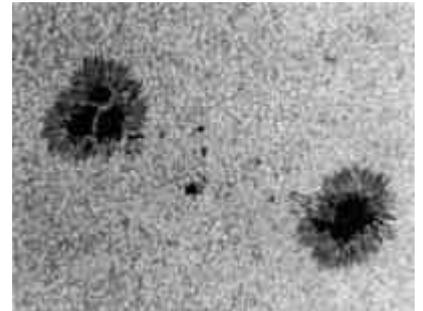


*(Derecha) El Sol fotografiado por el satélite SOHO. Se puede apreciar la granulación a gran escala en la superficie, debida a las células de convección, así como algunas fulguraciones. Las manchas más brillantes son las más energéticas.*

La zona del Sol que se observa desde Tierra es la **fotosfera**. Palabra de origen griego, significa esfera de luz. Es una capa muy delgada, la parte superior de la zona convectiva, en donde se dan los fenómenos más importantes que los astrónomos aficionados podemos observar en el Sol: las **manchas solares**. Estas regiones son zonas en la fotosfera con un intenso campo magnético, de forma que la temperatura baja desde los 6000 °C de media en la fotosfera hasta los 4500 °C en el interior de las manchas solares. Se encuentran distribuidas en torno al ecuador solar, y sirvieron para determinar la rotación del Sol sobre su eje: 25 días en el ecuador. Pero el Sol, como no es algo sólido como la Tierra sino un conjunto de gases, necesita más de 30 días para que las zonas más cercanas a los polos den una vuelta entera. Esta diferencia tan grande en la rotación del Sol será la responsable principal del intenso campo magnético solar, y la causa del cambio de signo de los polos cada 11 años: lo que ahora es el polo magnético Norte, a los 11 años será el polo magnético Sur. El ciclo total es de 22 años. Al cambiar el signo de los polos, el Sol enloquece realmente, y se libera una gran cantidad de energía y partículas cargadas hacia los planetas. Se dice entonces que se ha producido una **tormenta solar**.

Las capas posteriores del Sol son la **cromosfera** y la **corona solar**, que se pueden apreciar durante un eclipse total de Sol. Ambas capas están muy influenciadas por el intenso campo magnético de la estrella, presentándose en forma filamentosa, siendo en las zonas polares donde se encuentran menos definidas. La corona se propaga a través del **viento solar** hasta los límites del Sistema Solar. El viento solar es un flujo de partículas, sobre todo electrones, protones y partículas alfa (núcleos de helio) que se mueven a velocidades supersónicas. En la Tierra, es el responsable de las auroras boreales y australes, así como de las tormentas magnéticas.

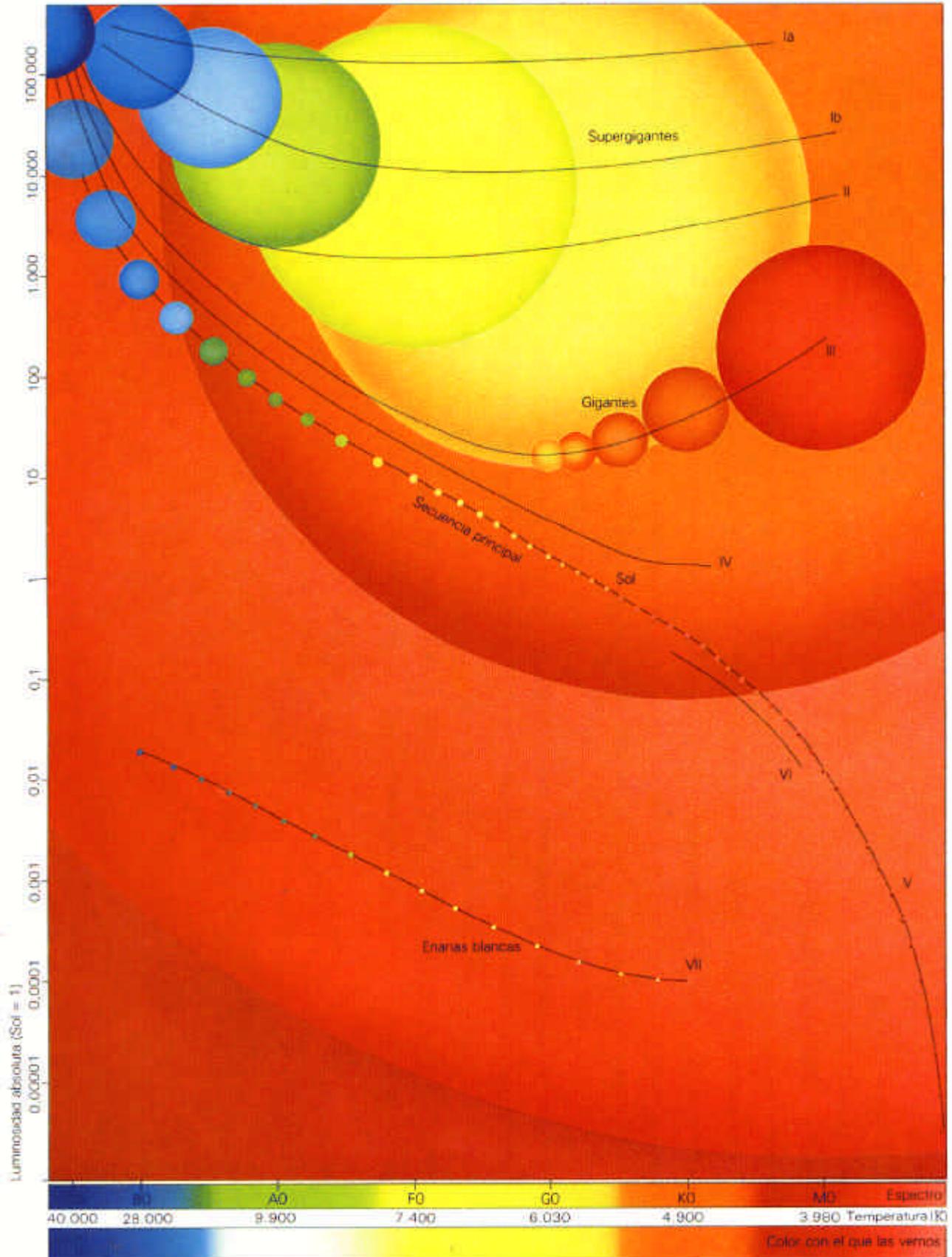
*(Derecha) Detalle de la fotosfera del Sol, donde se observa un grupo de manchas de estructura bipolar, en las que se diferencian la sombra y la penumbra., además de la granulación. a pequeña escala.*



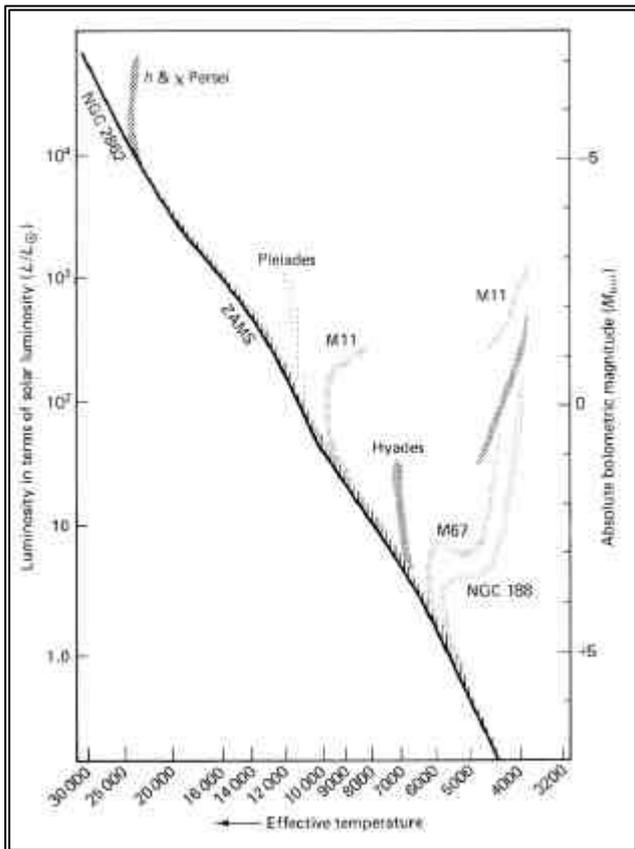
*(Abajo) Fotografía del eclipse total de Sol del 11 de agosto de 1999, en donde se aprecia la corona y la cromosfera solar. Gentileza de Aniceto Porcel y Jesús Ríos, Sociedad Astronómica Granadina.*



## 2.- Clasificación de las estrellas



La única herramienta que tenemos para estudiar las estrellas es analizar la radiación electromagnética (la luz) que nos llega de ellas. Dependiendo del tipo de estrella que estudiemos, encontraremos que el espectro que se obtiene de la descomposición de la luz es de una forma u otra. El **color** de una estrella nos informa de la longitud de onda en donde la emisión de la luz es máxima, y nos sirve para conocer la **temperatura** de la fotosfera estelar. Su **luminosidad** nos informará del **tamaño** del diámetro estelar. Podemos así clasificar las estrellas en clases espectrales y en clases de luminosidad. Dos estrellas con la misma temperatura emiten la misma energía por unidad de superficie, pero si una es mucho más grande que la otra, la energía total emitida (la luminosidad) también será mucho mayor.



(Arriba) Fotografía de las Pléyades, un cúmulo joven de estrellas en la constelación de Tauro, situado a 400 años luz del Sol.  
 (Derecha) Diagrama HR de algunos cúmulos abiertos, incluido el de las Pléyades. Obsérvese la comparación con el diagrama HR de un cúmulo globular.

La clase de luminosidad se añade a la clase espectral a la hora de designar una estrella. El Sol es del tipo G2V. Una manera muy útil de clasificar las estrellas es el diagrama de **Hertzsprung-Russell, HR**, que permite ver la relación entre la clase espectral (temperatura y color) y la luminosidad de la estrella. La mayoría de las estrellas se encuentran en la denominada **secuencia principal**, donde son muy estables, y pueden durar miles de millones de años. El diagrama HR es de vital importancia a la hora de analizar y entender el proceso de evolución de las estrellas.

Como veremos posteriormente, el tiempo de vida de una estrella en la secuencia principal depende de lo masiva que sea una estrella. De esta forma, al análisis de los cúmulos de estrellas con diagramas HR ya nos proporciona ideas importantes sobre cómo son las estrellas que los componen. Para los cúmulos abiertos, se puede observar que casi todas las estrellas se encuentran en la secuencia principal. Se puede conocer con bastante buena aproximación la edad del cúmulo como consecuencia de la aparición de la denominada rama horizontal en su diagrama HR. Como las estrellas más masivas son las primeras en evolucionar, conforme avance el tiempo el diagrama HR del cúmulo irá desplazándose hacia la derecha, la zona de las gigantes y supergigantes, apareciendo la rama horizontal, como es el caso de M67. Al lugar donde se pasa de la secuencia principal a la rama horizontal se le conoce como punto de retorno. Para cúmulos más viejos, como M3, el diagrama se complica, apareciendo distintas ramas.

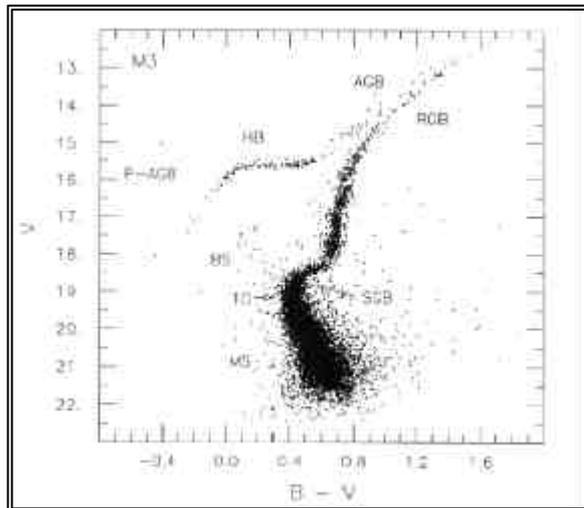
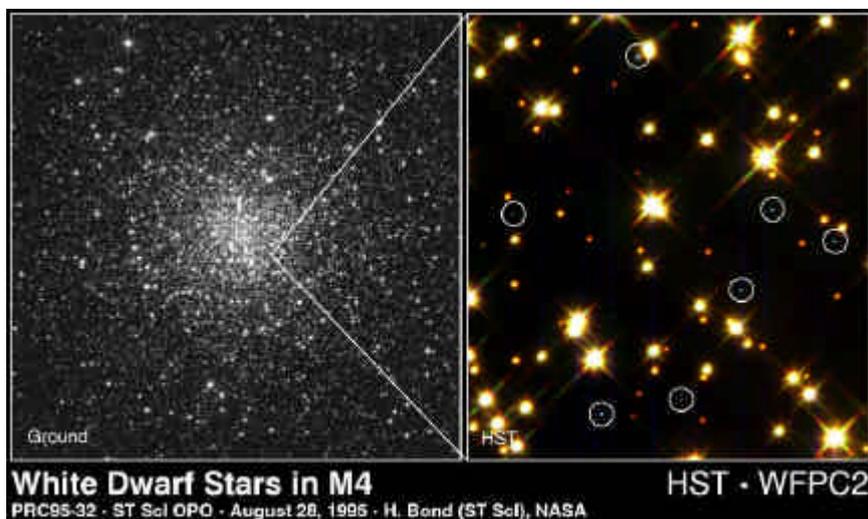
Las clases espectrales se dividen en:

- O:** Helio ionizado.
- B:** Helio neutro e hidrógeno.
- A:** Domina el hidrógeno. Algunos metales ionizados.
- F:** Hidrógeno débil. Calcio ionizado.
- G:** Domina el calcio ionizado. Hidrógeno débil. Metales neutros.
- K:** Dominan los metales neutros.
- M:** Bandas moleculares.

Las clases de luminosidad son:

- I:** Supergigantes.
- II:** Gigantes luminosas.
- III:** Gigantes
- IV:** Subgigantes.
- V:** Secuencia principal.
- VI:** Subenanas.
- VII:** Enanas blancas.

(Abajo) Diagrama HR para el cúmulo globular M3, e imagen de M4. Las siglas significan:  
 MS: secuencia principal,  
 TO: punto de retorno,  
 SGB: rama de las subgigantes,  
 HB: rama horizontal,  
 RGB: rama de las gigantes rojas,  
 AGB: rama asintótica de las gigantes.



### 3.- Nacimiento de las estrellas

La formación de las estrellas abarca un período de tiempo muy breve comparado con la vida de las estrellas en la secuencia principal, por lo que en principio resulta difícil encontrarlas en formación. Lo mejor es buscarlas en lugares donde sabemos que existen estrellas jóvenes. Por supuesto, la nebulosa más grande cercana a la Tierra se encuentra en la constelación de Orión, **M42**. La visión de esta nebulosa a través de un telescopio es impresionante, por la gran cantidad de detalles que nos puede ofrecer. En ella, al menos durante el último millón de años, ha habido formación estelar, porque podemos identificar estrellas muy luminosas y de gran masa muy jóvenes. Por ejemplo, el asterismo conocido como el Trapecio, compuesto por cuatro estrellas gigantes azules, que se encuentra en la parte más brillante de la nebulosa, e iluminan la estructura filamentosa que las rodea.



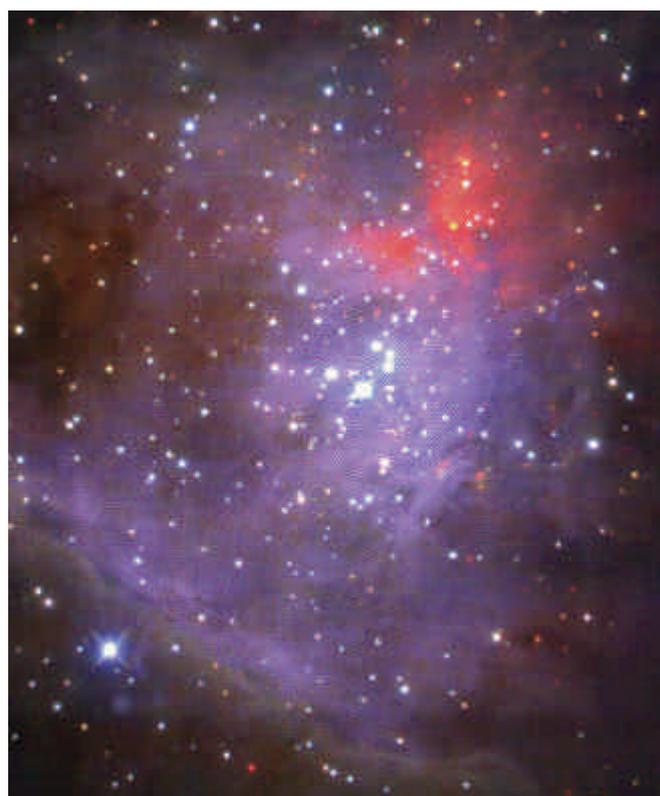
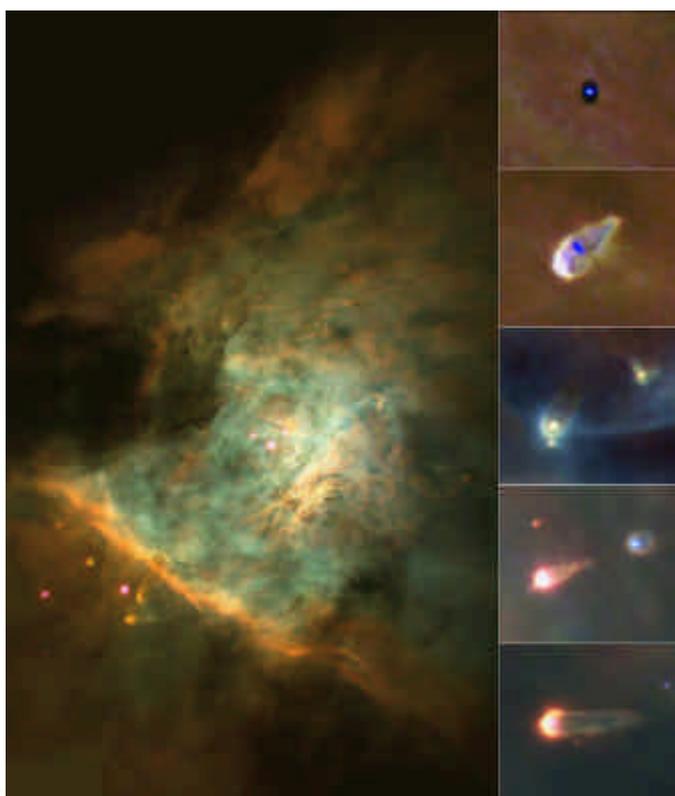
Pero lo que queremos es observar estrellas en fases aún más tempranas, previas al comienzo de las reacciones nucleares en su centro. Sin embargo, el **polvo** de estas nebulosas nos impiden ver las regiones donde están naciendo las estrellas. Esto, que al principio puede parecer un inconveniente, es en verdad algo clave para la formación estelar. Los astrofísicos saben que en nuestra galaxia existen grandes cantidades de polvo que impiden observar muy lejos. Los granos de polvo absorben o dispersan la radiación que incide sobre ellos. Las partículas de polvo, formadas principalmente por carbono y silicio, tienen un grosor de  $1 \mu\text{m}$  aproximadamente, como el grosor de las partículas de humo de los cigarrillos.

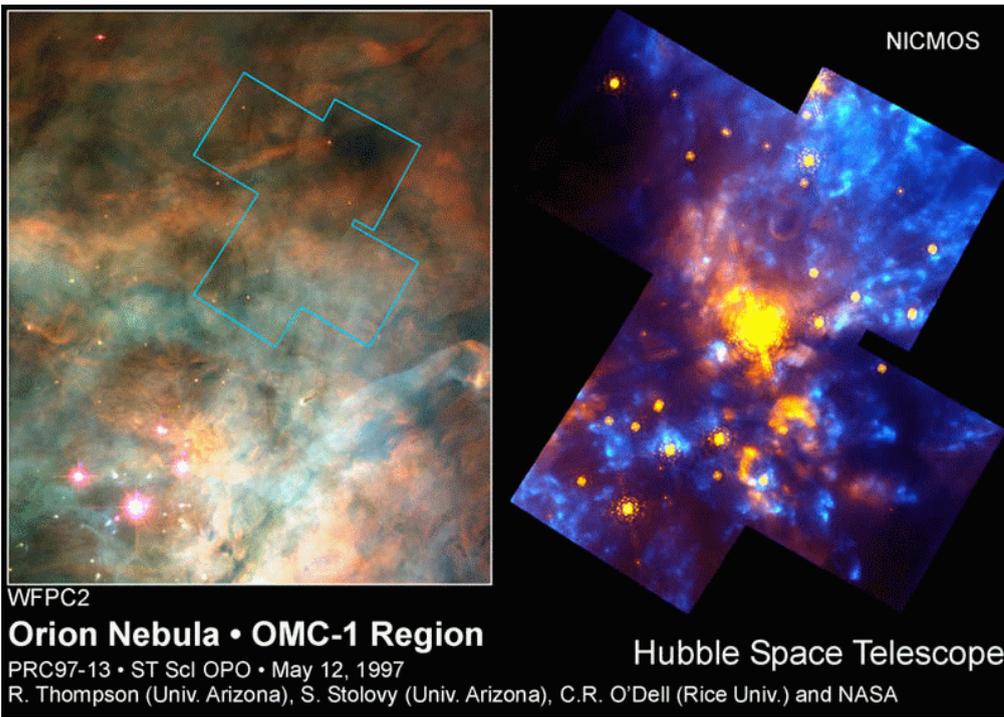
Las radiaciones con una longitud de onda menor que  $1 \mu\text{m}$  son absorbidas inevitablemente por los granos de polvo, pero si se efectúan las observaciones en el **infrarrojo**, la longitud de onda es mayor, por lo que la luz no sufre apenas absorción o dispersión. Sin embargo, la astronomía infrarroja ha sido difícil de utilizar hasta hace poco. A partir de 1987 se obtuvieron los detectores electrónicos de alta sensibilidad para la obtención de imágenes infrarrojas.

*(Arriba) Fotografía de la Gran Nebulosa de Orión, situada a 1300 años-luz de la Tierra. La nebulosa es la parte más llamativa de una inmensa región de formación estelar en la constelación de Orión. Las nubes de gas caliente son excitadas por las estrellas que han nacido en su interior, en especial por las cuatro estrellas que forman el Trapecio.*

*(Abajo izquierda) Detalle de la Nebulosa de Orión con el HST en longitudes de onda del visible. Es un montaje fotográfico de 45 imágenes y abarca casi el 5% de la superficie de la luna llena. En los recuadros de la derecha aparecen recogidos algunas de las burbujas que contienen a las protestrellas que se están formando en su interior, emitiendo mucha luz infrarroja.*

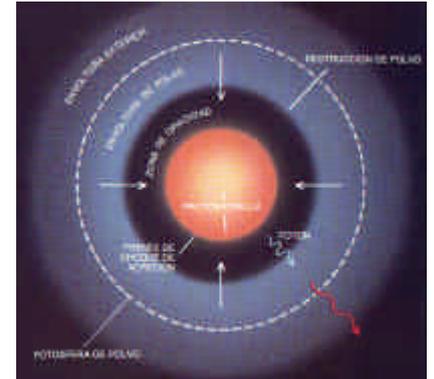
*(Abajo derecha) La misma nebulosa, observada en longitudes de onda del infrarrojo, que pone en relieve la formación estelar, al aparecer multitud de estrellas jóvenes y azules, con más de 50 000 K de temperatura superficial. Imagen obtenida por la cámara MAGIC en el telescopio de 3,5 m de Calar Alto*





(Izquierda) Imagen del Hubble Space Telescope de la región central de la nebulosa de Orión. Usando la cámara NICMOS, que observa en el infrarrojo cercano, se desvela el polvo y surgen las protoestrellas que se están formando en el interior de la nebulosa.

(Abajo) Una protoestrella interactúa fuertemente con la materia incidente que la forma. La materia de la envoltura exterior crea un frente de acreción. Los fotones del frente se alejan de la protoestrella, pasando a una región tan caliente que vaporiza los granos de polvo. Cuando alcanzan la envoltura de polvo, sufren una continua absorción y reemisión por parte de las partículas. Por último, escapan en forma de radiación infrarroja de la fotosfera de polvo.

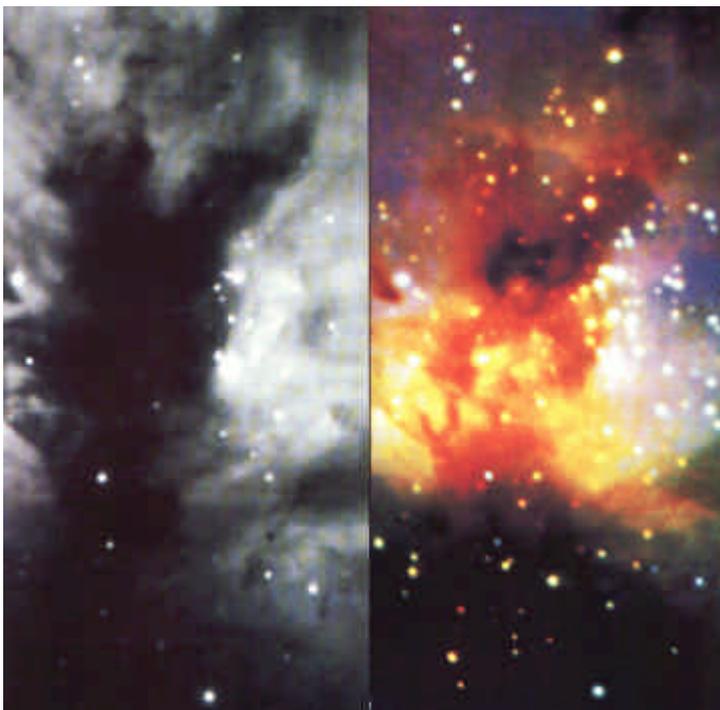


Por ejemplo, si nos fijamos en la nebulosa de Orión, y comparamos la visión en el visible y en el infrarrojo, el resultado de observar en esta última es como quitar un velo que ocultaba la región: desaparecen los efectos del polvo y surge de las tinieblas un cúmulo de estrellas jóvenes centrado en el Trapecio. La imagen ha sido coloreada siguiendo un código de colores: las zonas rojas son las más interesantes, algo al Norte del Trapecio, donde se encuentra una poderosa fuente de radiación infrarroja, que componen los objetos Becklin-Neugebauer y Kleinmann-Low, descubiertos en los años sesenta por estos investigadores. El origen de esta radiación, con intensidad de 100 000 veces más brillante que el Sol, está en el interior de la nube.

La radiación en el infrarrojo lejano es tan intensa porque en el interior de la nebulosa se encuentran estrellas aún no formadas, las **protoestrellas**, que emiten en ultravioleta y en luz visible. Pero, como hemos visto, estas longitudes de onda no pueden salir de la nube: los

fotones son absorbidos y reemitidos por los granos de polvo, calentándose éstos y reemitiendo el calor en forma de radiación a su temperatura, entre 30 y 300 K. Por la ley del desplazamiento de Wien,  $\lambda T = cte$ , se encuentra que el rango de longitudes de onda de la radiación de estos granos de polvo va de los 10 a los 100  $\mu m$ , esto es, del infrarrojo al infrarrojo lejano, regiones donde el polvo se nos hace transparente. El polvo es así un refrigerante que ayuda a la protoestrella a deshacerse de su intensa radiación visible y ultravioleta, manteniendo la temperatura del medio más o menos constante.

Gracias a las observaciones del satélite IRAS (*Infrared Astronomical Satellite*) se ha observado este proceso en nuestra galaxia y en galaxias en las que se sabe que existe formación estelar. Incluso algunas de estas galaxias emiten cantidades inmensas de radiación en infrarrojo, en donde parecen darse enormes brotes de formación estelar. Son las denominadas galaxias starburst.



(Arriba) La nebulosa Cabeza de Caballo se encuentra junto a la estrella brillante  $\zeta$  Orionis y la nebulosa de la Horca, NGC 2024. Son nubes oscuras por el polvo que oculta las regiones centrales.

(Izquierda) La zona central de la nebulosa de emisión NGC 2024 (La Nebulosa de la Horca), fotografiada con luz visible (izquierda) y en infrarrojo (derecha). Se aprecia con claridad cómo puede atravesar el manto de polvo la radiación infrarroja de muchas estrellas jóvenes y calientes, cuya luz visible resulta, sin embargo, absorbida.

## 4.- Los problemas de la formación estelar

Las nubes de gas denso se denominan *nubes moleculares gigantes*, porque se encuentran a unas temperaturas tan bajas (de 10 a 30 K) que el gas se encuentra en estado molecular, y no atómico. A estas temperaturas, se debe buscar en longitudes de onda milimétricas y submilimétricas. Por ejemplo, si miramos a la constelación de Orión en longitudes de onda de la molécula de CO, monóxido de carbono, muy abundante en estas nubes, encontramos una mancha de emisión mayor que la propia constelación.

*(Izquierda) Composición fotográfica de la constelación de Orión, en la que se distingue claramente su cinturón y la espada. La zona de intensa radiación a media altura de la espada es la Nebulosa de Orión. Se encuentran sobreimpresionadas a la fotografía líneas de contorno que indican la intensidad de las líneas de emisión milimétricas producidas por la molécula de CO. Las nubes moleculares gigantes son enormes y su masa es de aproximadamente un millón de masas solares. En las regiones más densas tiene lugar una intensa formación de estrellas*

Las moléculas se encuentran casi exclusivamente en nubes moleculares gigantes como éstas, con densidades entre 100 y 1000 veces mayores que el difuso gas interestelar. El polvo juega un papel decisivo de escudo contra la radiación de luz visible y ultravioleta, que disociaría las frágiles moléculas en átomos. Es importante notar que las nubes moleculares gigantes tienen formas y estructuras definidas, y que la formación estelar ocurre en las zonas de mayor densidad de las mismas. Para comprender la formación de las estrellas a partir de nubes moleculares aún tenemos que resolver tres problemas cruciales:

### 1.- El problema de la energía.

Para formar la estrella, la nube de gas tiene que perder energía al contraerse, porque de lo contrario se calentaría mucho el gas y la presión interna debida a este calor terminaría frenando la contracción antes de que comenzase la formación de la estrella. Este problema prácticamente ya lo tenemos resuelto: como hemos visto anteriormente, el polvo es un refrigerante extraordinario que absorbe luz visible y ultravioleta de la protoestrella y reemítirla en forma de radiación en el infrarrojo lejano, que escapa sin problemas.

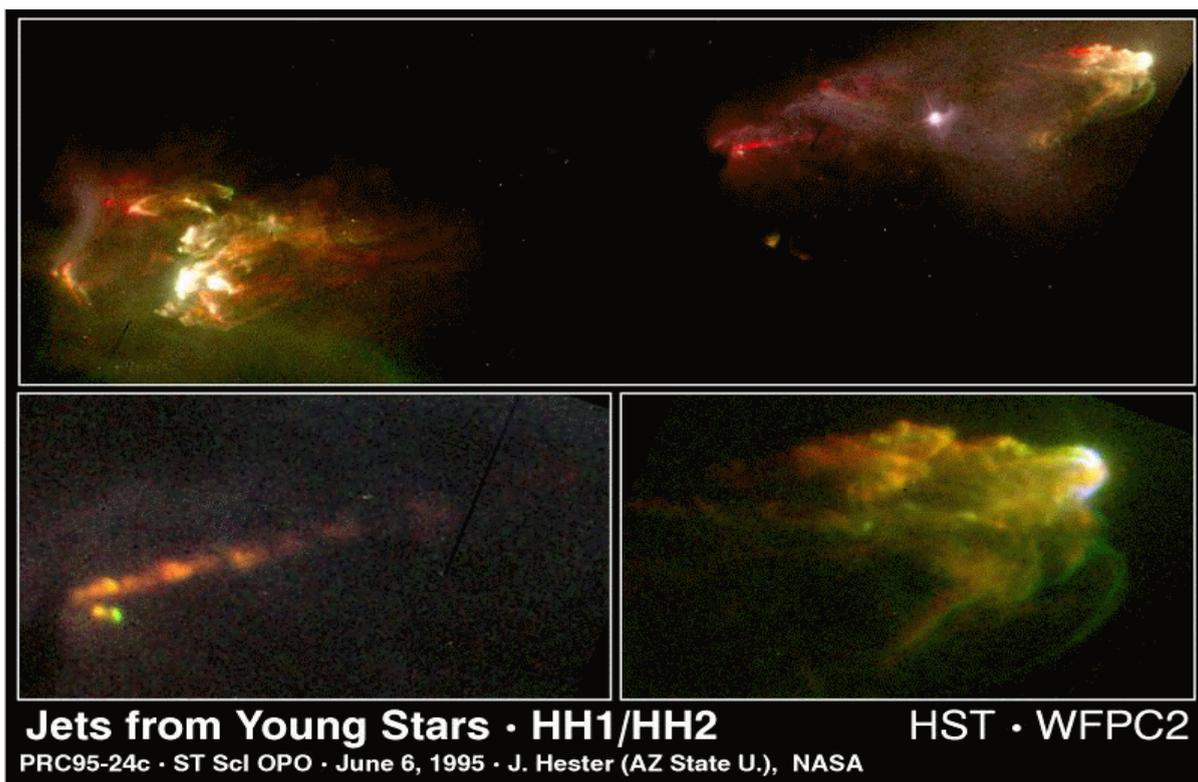
### 2.- El problema del momento angular.

Además del problema de la energía, debemos considerar la dinámica del sistema. Cualquier fragmento que comience a contraerse por la gravedad adquirirá un movimiento rotacional, que aumenta por conservación del momento angular a medida que el gas se acerca al colapso. Debe existir algún mecanismo según el cual la protoestrella se libere del momento angular.

### 3.- El problema del campo magnético.

La nube posee un débil campo magnético que se acrecenta al contraerse, de forma parecida al problema del momento angular. Sabemos que el campo magnético puede representarse por sus líneas de campo. Más líneas significan mayor intensidad del campo magnético. El plasma (electrones e iones) sigue al campo magnético. Como las partes más cercanas a la protoestrella giran más rápido que las lejanas, las líneas de campo se estiran en el sentido de la rotación, provocando que la fuerza magnética aumente considerablemente. Se acumula tal cantidad de energía magnética que es capaz de evitar el colapso del gas.

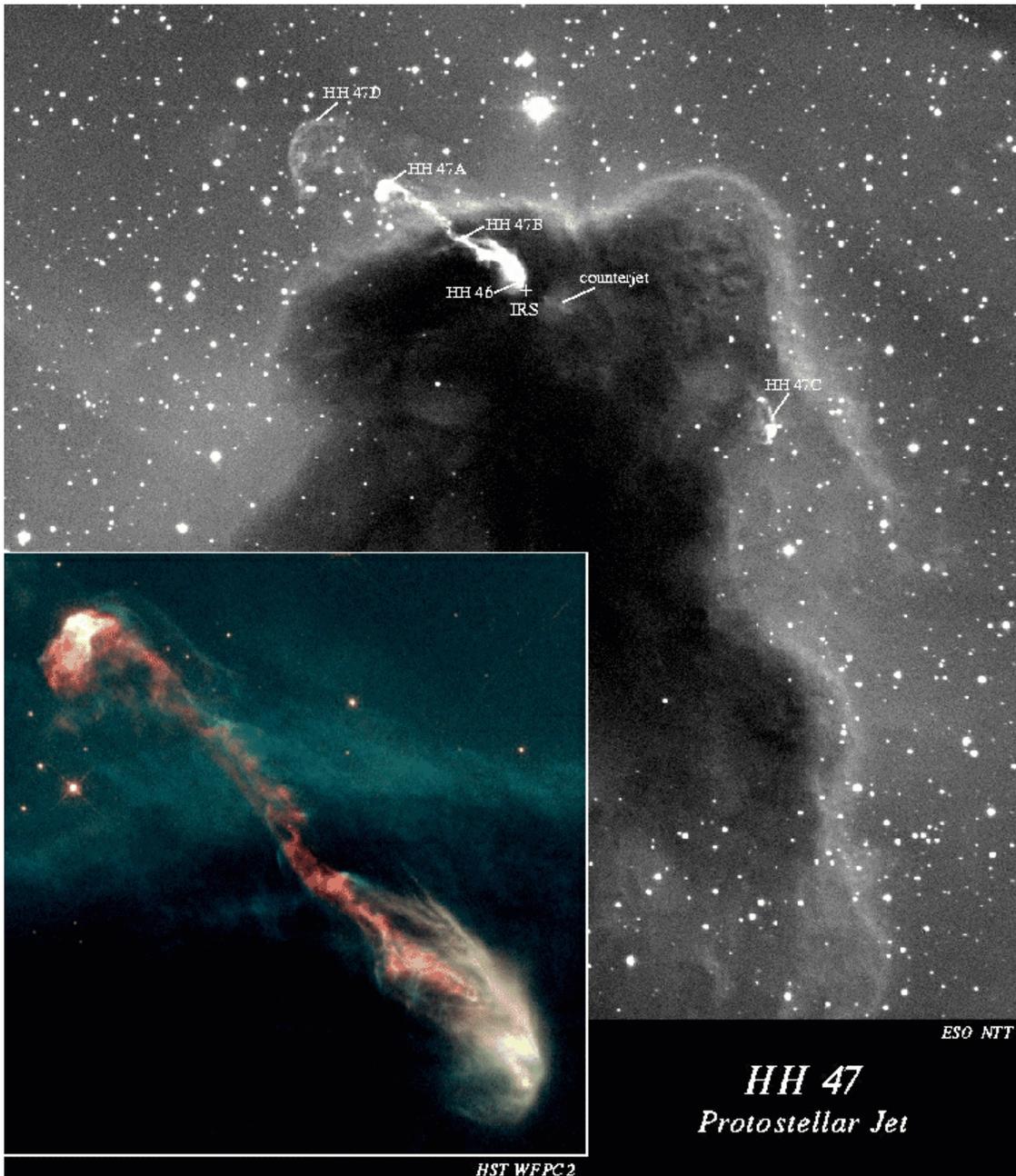
*Flujos bipolares de las estrellas jóvenes HH1 y HH2, por el Hubble Space Telescope. Los jets se encuentran muy colimados, produciéndose una onda de choque con gas caliente que incluye moléculas.*



**Jets from Young Stars · HH1/HH2**

**HST · WFPC2**

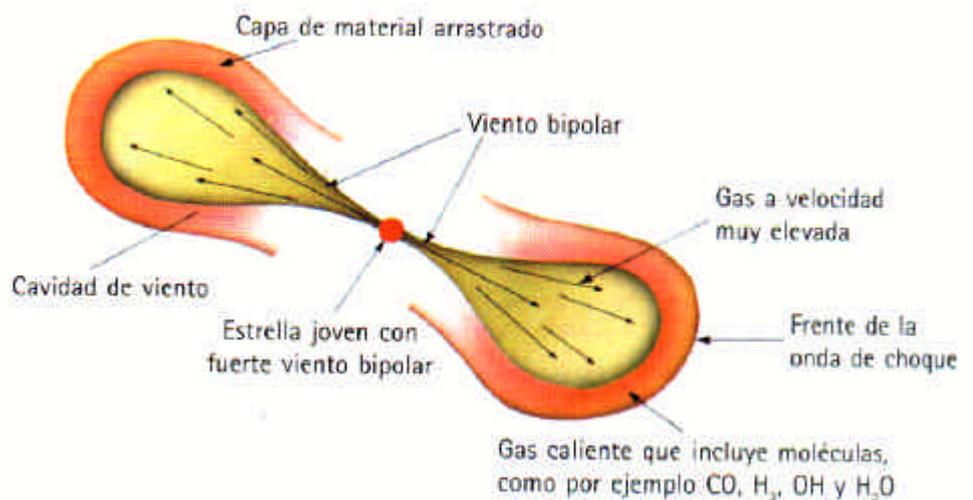
PRC95-24c · ST Scl OPO · June 6, 1995 · J. Hester (AZ State U.), NASA



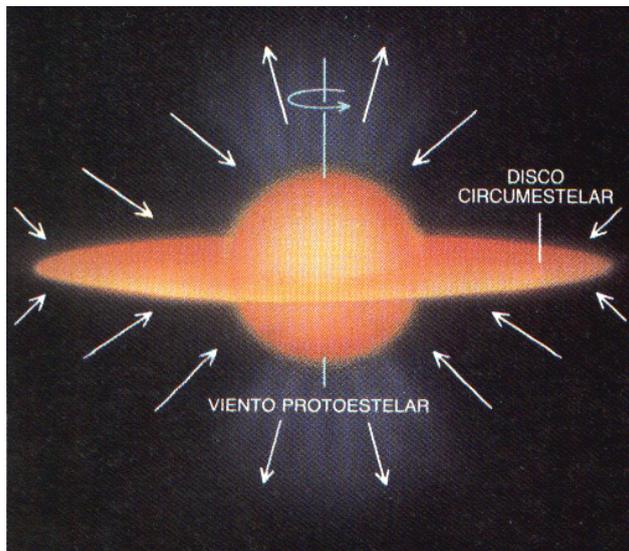
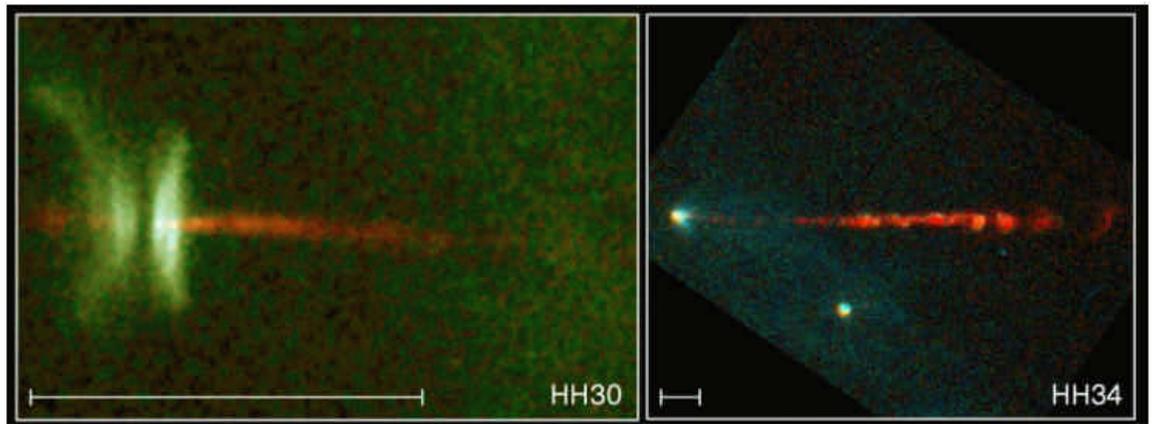
(Izquierda) El complejo jet HH47 y su glóbulo de Bok asociado pueden observarse frente a la emisión de fondo de la nebulosa de Gum. La apariencia de estar barrido por los vientos es debida a las luminosas estrellas calientes del centro de la nebulosa de Gum. Esta imagen es la suma de dos tomas, una en H $\alpha$  y otra en la banda de S II por el New Technology Telescope de 3.5 m de ESO. La imagen inferior izquierda es la visión de HH47 a través de WFPC2 del HST.

(Abajo) Esquema del flujo bipolar de una estrella en formación. El flujo es supersónico y comprime el gas circundante. Estos flujos se detectan por las líneas de emisión milimétricas de las moléculas calentadas. También se observa, por medio de sus líneas de emisión en infrarrojo, la presencia del hidrógeno molecular en estos flujos, lo que indica que se han alcanzado temperaturas de 2000 K.

Por el momento, no se tienen todavía una solución correcta para solucionar estos dos últimos problemas. Sin embargo, el descubrimiento de chorros de moléculas que salen despedidas en las regiones de estrellas muy jóvenes o protoestrellas parece que ayuda al proceso. Son los denominados **flujos bipolares**, que se estudian en las bandas milimétricas principalmente, aunque también se observan a veces en el visible. Es decir, se encuentra material molecular que, en lugar de participar del colapso hacia el centro, es expulsado de las zonas de formación estelar en direcciones opuestas y a altas velocidades. El efecto Doppler de sus líneas espectrales de emisión ha demostrado que uno de los chorros apunta a nosotros, mientras que el otro apunta en sentido opuesto. Se han encontrado flujos bipolares en todos los lugares donde se forman estrellas. Algunos son chorros altos y finos, altamente colimados (como en HH1 y HH2 y HH47) mientras que otros son más achatados.



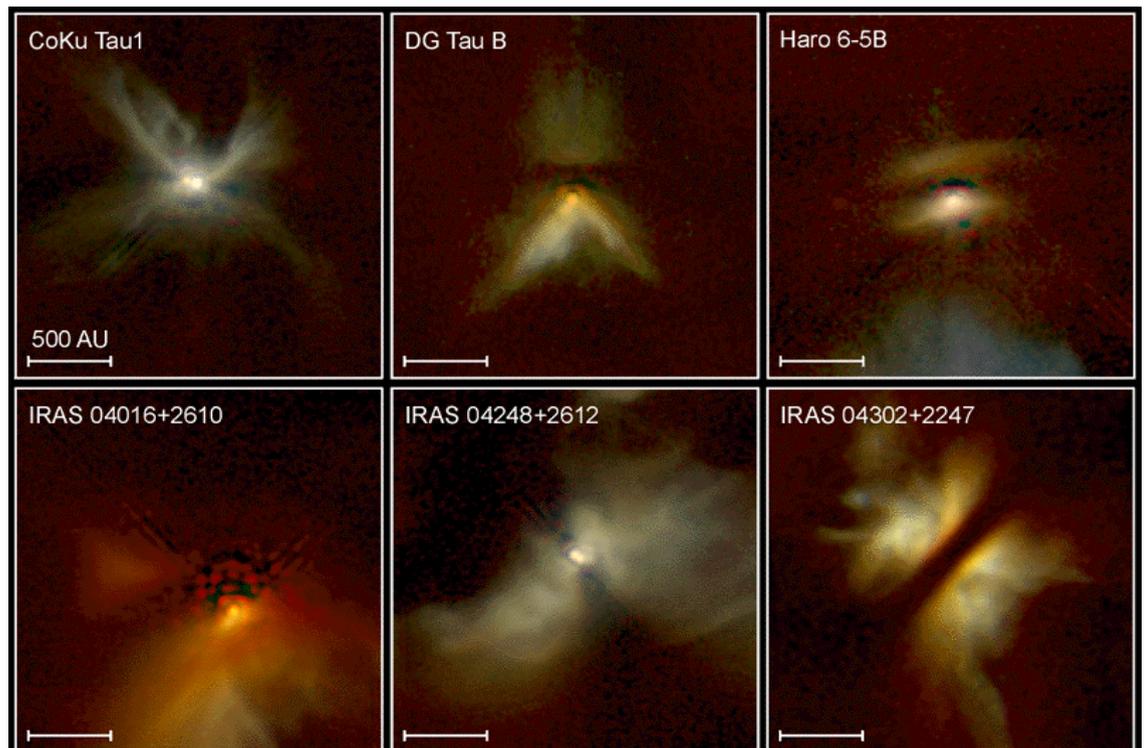
(Derecha)  
 Algunos jets de estrellas jóvenes. A la izquierda, el objeto protoestelar HH30 es el más llamativo, pues aparece el disco de acreción de perfil, impidiendo la visión de la protoestrella misma. El chorro rojizo es expedido a una velocidad 250 km/s. La línea representa 1000 UA. A la derecha, el jet de HH34 es muy colimado, y muestra claramente la estructura brumosa como consecuencia de la variación en la velocidad del jets debido al campo magnético.



La rotación de la estrella no sólo crea un eje preferencial para la expulsión del material, sino que además define un plano perpendicular al eje de rotación, en el que puede formarse un disco rotante de polvo y gas. La rotación puede evitar el colapso de la nube hacia el eje de giro, pero no impide que se contraiga en la dirección paralela a éste y forme un disco. Por ejemplo, el objeto HH30, muestra este disco, que recibe el nombre de **disco de acreción**. La radiación térmica del polvo de tales discos también ha sido detectada en longitudes de onda submilimétricas, por ejemplo, en la estrella  $\beta$ -Pictoris, el disco tiene un tamaño de varias veces el Sistema Solar. De nuevo, fue el satélite IRAS en proporcionar esta imagen, enmascarando la emisión propia de la estrella, en longitudes de onda de 3.5  $\mu\text{m}$ . Se han encontrado otros discos de polvo parecidos a éste en otras estrellas.

(Izquierda) Los vientos protoestelares se dirigen de manera bipolar a lo largo del eje de rotación, quizás por el efecto de los campos magnéticos. Su objetivo es doble: por un lado, liberar momento angular a la estrella; y por otro, reducir la intensidad del campo magnético. El viento obliga a retroceder al gas incidente, pero no parece perturbar el disco circunestelar o de acreción. La estrella termina por hacerse visible como un objeto en la presecuencia principal, con un viento mucho más débil.

(Derecha) Otros discos de acreción en estrellas jóvenes también captados por el HST, pero en este caso a través de su cámara infrarroja NICMOS. Todos ellos fueron descubiertos previamente por el satélite IRAS, y de ahí su nomenclatura.



Young Stellar Disks in Infrared

HST • NICMOS

PRC99-05a • STScI OPO

D. Padgett (IPAC/Caltech), W. Brandner (IPAC), K. Stapelfeldt (JPL) and NASA



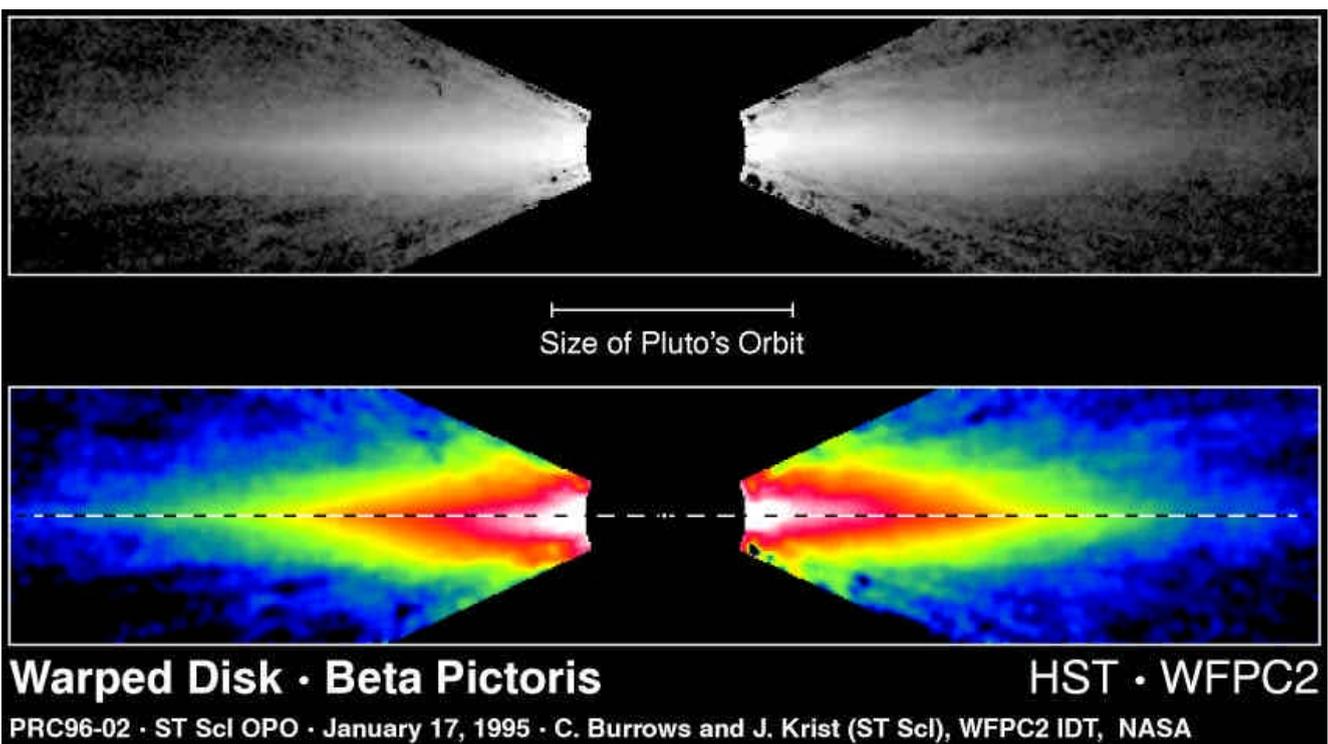
(Izquierda) En la Nebulosa Rosseta también encontramos unos minúsculos glóbulos de Bok, sobre el fondo brillante de la nube, justo por encima de la zona central. Debido a que los frágiles glóbulos parecen estar asociados con el gas caliente e ionizado de la nube, puede que no sean comparables con los glóbulos de Bok mayores, y se encuentren en proceso de disrupción, siendo más parecidos a los EGGs que encontramos, por ejemplo, en M16



(Arriba) Un glóbulo de Bok, conocido como Barnard 355, forma un aparente agujero en el cielo. Esta fotografía se realizó con un telescopio reflector de 2.20 metros del Observatorio Steward de la Universidad de Arizona. Tales objetos son nubes interestelares de gas y polvo, aisladas, compactas y geoméricamente regulares. Se encuentra a 1200 años-luz de la Tierra, y tiene un tamaño aproximado de 2 años-luz.

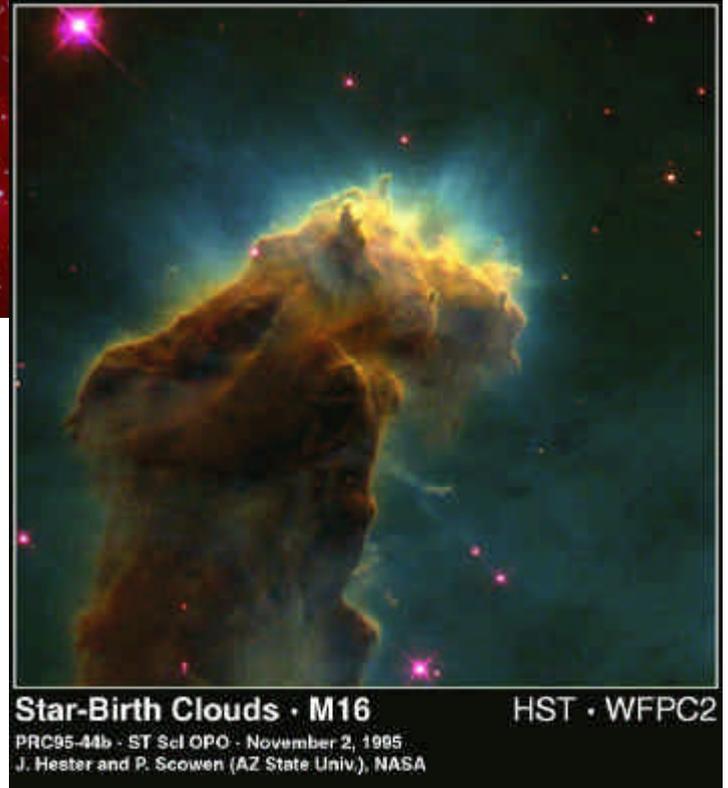
Algunas nubes moleculares extensas no se encuentran asociadas (al menos directamente) a nebulosas de emisión, por lo que son simplemente manchas oscuras entre las estrellas. En este caso, se denominan **glóbulos de Bok** a las nubes interestelares de gas y polvo aisladas, compactas y geoméricamente regulares. Esta apariencia redondeada indica que la autogravitación ha comenzado a actuar, como preludio al colapso de la nube y a la formación final de las estrellas. Unos ejemplos muy claros de glóbulos de Bok los encontramos en la Nebulosa de Rosseta.

(Abajo)  $\beta$  Pictoris fue la primera estrella en torno a la que se encontró un disco de acreción, gracias al satélite IRAS. Esta imagen de la WFPC2 del HST nos muestra claramente este disco de acreción.





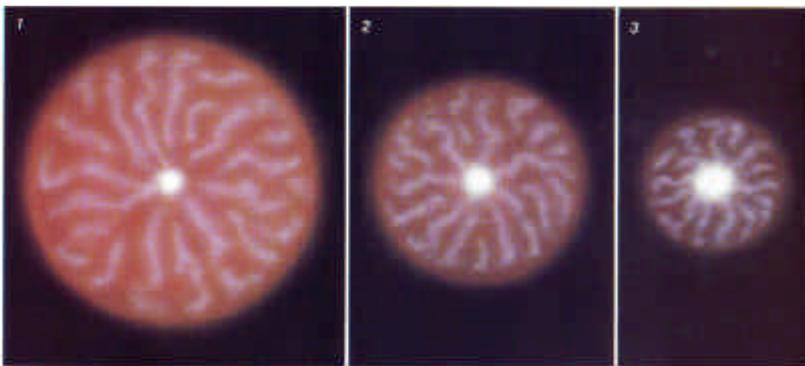
*(Izquierda) La nebulosa del Águila, en la constelación de la Serpiente. Esta nebulosa de emisión se encuentra a 7000 años luz de la Tierra. En la parte superior de la nube se encuentra un cúmulo abierto de estrellas que han nacido de la nebulosa.*



Pero los glóbulos de Bok de la nebulosa de Roseta parecen estar asociados con el gas caliente e ionizado de la nube, y quizás no son comparables con los glóbulos de Bok mayores, y se encuentren en proceso de disrupción, siendo más parecidos a los **EGGs** (Glóbulos Gaseosos en Evaporación) que encontramos en algunas nebulosas brillantes, como en la nebulosa del Águila, M16. La imagen del HST muestra claramente estos EGGs, en el extremo superior de las gigantescas columnas de gas frío y polvo formadas a partir de la vasta nube de hidrógeno molecular, y que llegan a alcanzar varios años-luz de longitud. En el interior de estas torres gaseosas el gas es lo suficientemente denso como para condensarse y colapsarse, de manera que se van formando las estrellas jóvenes, que continuarán creciendo a la vez que roban más y más masa de la nube. En estas estructuras ocurre un proceso de fotoevaporación, producida cuando una estrella caliente cercana, joven, y muy radiante emite fuertes cantidades de luz ultravioleta, incrementando la temperatura a lo largo de la superficie de las columnas, de manera que se produce la evaporación del material que hay en ella. Se pueden percibir como unos “dedos” de gas que sobresalen de los enormes pilares de gas.

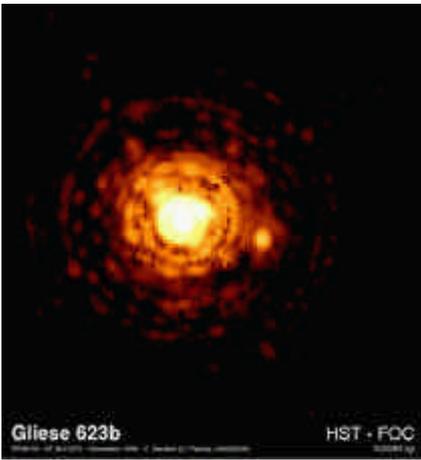
Como la protoestrella es el resultado del colapso de un objeto con gran radio, al principio será fría y muy luminosa. El núcleo que queda todavía está frío como para poder producir las fusiones termonucleares. La única fuente de energía disponible es la energía potencial gravitatoria liberada en el proceso de contracción. Esta fuente de energía se denomina de Kelvin-Helmholtz.

Debido a la alta luminosidad total, el modelo del interior de una protoestrella hidrostática es convectivo, y forman los objetos denominados **Herbig-Haro**. Para estrellas en la que la convección gobierne completamente, no es posible construir un modelo hidrostático en equilibrio si la temperatura cae por debajo de cierta región, apareciendo una “zona prohibida” en el diagrama HR. La frontera de esta región prohibida es casi siempre vertical, dada la masa estelar, así que mientras una estrella se contrae, permanece a una temperatura efectiva casi constante. Cuando la luminosidad de la protoestrella que se contrae disminuye y la temperatura central aumenta, la energía en el interior estelar comienza a llevarse por radiación. Posteriormente, se puede incrementar la temperatura efectiva de la estrella. Las estrellas del tipo **T Tauri**, son estrellas que aún están en el proceso de contracción, justo antes de alcanzar la secuencia principal. Finalmente, si la masa de la estrella supera las 0.1 masas solares, la temperatura y la densidad del núcleo estelar alcanzan el punto en el que comienza la fusión del hidrógeno en helio, y la estrella entra en la secuencia principal.



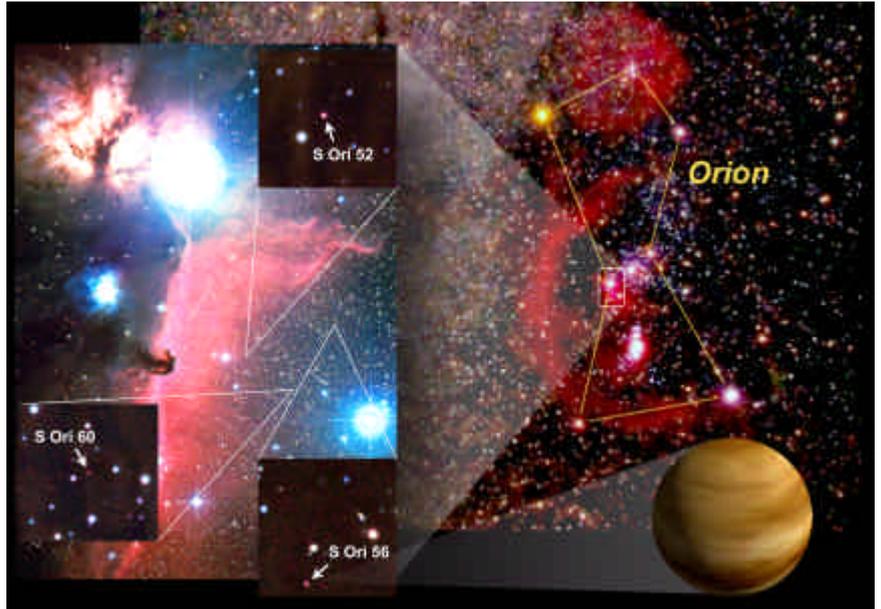
*(Arriba) Debilitamiento progresivo de una estrella de la presecuencia principal a medida que se va contrayendo. El calor perdido por la superficie provoca convección en el interior y la temperatura central comienza a aumentar. Cuando el centro alcanza unos diez millones de grados, el hidrógeno se fusiona para formar helio. La reacción de fusión libera ingentes cantidades de energía que detiene la contracción. Al llegar a este punto, la estrella ha alcanzado la secuencia principal, y arderá durante miles de millones de años.*

## 5.- Enanas marrones y formación de planetas



(Arriba) Visión de la enana marrón Gliese 623b por la cámara FOC del HST. Esta estrella se encuentra a 25 años luz, en la constelación de Hércules. Fue descubierta por medidas astrométricas.

(Derecha) Localización de tres enanas marrones en la zona de la Nebulosa de Cabeza de Caballo. Recibieron el nombre de S-Ori52-1, S-Ori52-2 y S-Ori52-3.



No todas las protoestrellas llegan a convertirse en estrellas: existe una masa límite, por debajo de la que el núcleo de la protoestrella no alcanza las condiciones físicas necesarias para la fusión del hidrógeno, y lo que queda es una estrella frustrada, que recibe el nombre de **enana marrón**. Todas las protoestrellas con masas inferiores a 0.1 veces la del Sol se convertirán en enanas marrones. No obstante, esta pseudoestrella tiene una alta emisión en infrarrojo. Pero resulta muy difícil encontrarlas, pues suelen encontrarse como parte de un sistema doble o múltiple, y el brillo de la estrella a la que acompaña imposibilita la detección de la enana marrón. Una de las primeras en detectarse fue Gliese 623b. Hace pocos meses, investigadores del IAC detectaron otras enanas marrones en la zona de la nebulosa de Cabeza de Caballo, en Orión.

De igual forma que existe una cota inferior para la masa de una estrella, también existe un límite superior. En la práctica, cuando una nube se contrae por efectos gravitatorios, lo hace de una forma jerarquizada, de forma que a la vez van creándose una serie de subcontracciones en el interior de la nube que se condensa. De esta forma, aparecerán estrellas de distintas masas, formando un cúmulo abierto. Las protoestrellas con masas mayores que 100 veces la solar se rompen en otros trozos más pequeños. Podemos fijar, por lo tanto, que como mucho se crean estrellas con esta cantidad de materia, pero serán las que evolucionen más rápidamente.

Una vez que la nube ha dado lugar a un cúmulo estelar joven podemos apreciar que la materia nebulosa alrededor de él ha disminuido, o es casi inexistente. Por ejemplo, volviendo a la nebulosa Roseta, la parte central aparece desprovista de nebulosidad, porque se ha gastado en la formación del cúmulo que alberga. Realizando un diagrama HR del cúmulo, podremos conocer cuánto tiempo hace que se formó, e incluso hacer una estimación de la masa inicial de la nebulosa.

Con el paso de los millones de años, las estrellas de un cúmulo se van dispersando poco a poco. Las estrellas hermanas de nuestro Sol pueden estar en el otro lado de la Galaxia. Normalmente, suelen quedar al menos dos estrellas unidas gravitatoriamente, formando un sistema **doble**. También pueden formarse sistemas estelares múltiples, esto es, con más miembros, pero en este caso las órbitas de las estrellas no son del todo estables, sobre todo si son equiparables las masas de las estrellas.

También puede ocurrir que se formen planetas alrededor de una estrella. El disco de acreción que quedó de la protoestrella continúa existiendo una vez que la estrella es estable. Si este disco tiene suficientes materiales metálicos, pueden condensarse en forma de pequeñas piedrecitas, que se van acrecentando poco a poco, formando unos cuerpos que reciben el nombre de **planetesimales**. Son los precursores de los planetas. Los cuerpos más grandes atraen al resto de materiales cercanos, formándose cuerpos más grandes en una serie de órbitas. Son los protoplanetas. Estos cuerpos continúan acumulando masa, sean materiales rocosos o gaseosos. Los elementos más pesados, como el silicio o el hierro, se colocan en el centro del protoplaneta, mientras que los gases como el hidrógeno o el helio restante de la nebulosa primigenia que han quedado



(Arriba) Detalle de la nebulosa NGC 3603, fotografiada por el HST. Se distingue un cúmulo abierto que ha nacido de ella. Las estrellas son muy azules y se alejan de la nebulosa poco a poco.

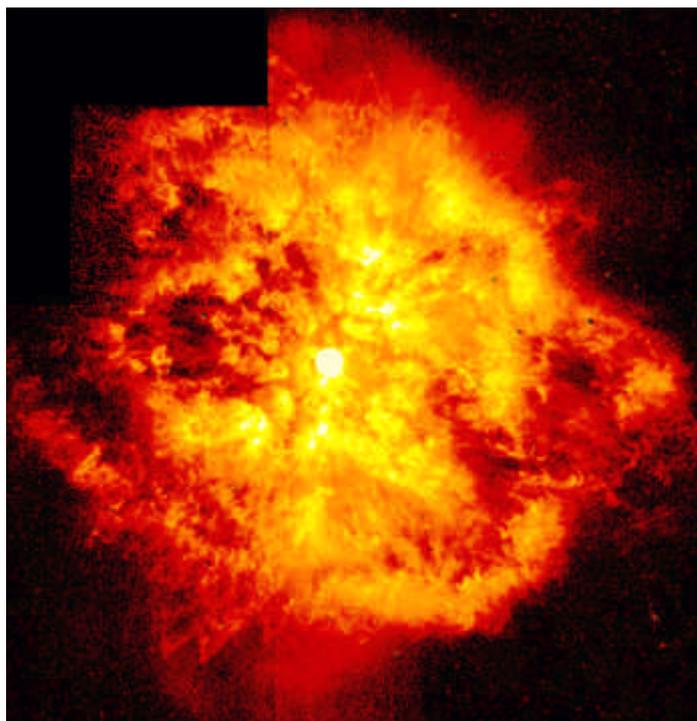
atrapados en el protoplaneta, más ligeros, forman una primitiva atmósfera. Cuando la estrella comienza a brillar al comenzar las reacciones nucleares, emite un fortísimo viento estelar, que barre todo el sistema estelar. De este modo, los planetas que están más cerca de la estrella se ven desprovistos de su atmósfera, mientras que los que están más lejos la conservan casi intacta. Es así como se forman los dos tipos de planeta: los **telúricos**, formados principalmente por un cuerpo sólido y una casi inapreciable atmósfera, y los **jovianos**, en donde destaca la presencia de una muy importante atmósfera de hidrógeno y helio. El resto de los materiales barridos por la estrella quedarán envolviendo al sistema. En nuestro caso particular, estos restos de la formación de los planetas se denomina la nube de Oort, y está situada a medio año luz del Sol. Los cometas provienen de este lugar, y es una de las causas por la que el estudio de los cuerpos cometarios es tan importante: dan información de cómo eran las condiciones del Sistema Solar hace 4500 millones de años.

## 6.- La muerte de las estrellas

La vida en una estrella en la secuencia principal, donde la presión hacia los exteriores estelares del gas y la radiación proporcionada por la reacción de fusión del núcleo se compensa con la fuerza de atracción gravitatoria, será más o menos larga en función de la masa de la estrella. Por ejemplo, para una estrella como el Sol, el tiempo de vida en la secuencia principal es de unos 10 000 millones de años, mientras que para una estrella de 15 masas solares es de sólo 15 millones de años. Una estrella con 0.8 masas solares brillará durante 20 000 millones de años. En realidad, esta clasificación en función de las estrellas en función de su masa es muy importante, porque los últimos estados de evolución estelar estarán influenciados totalmente por este parámetro. El estudio de las fases evolutivas tardías de las estrellas es muy amplio, y está lleno de problemas que aún no están solucionados. Aquí, recogeremos sólo los aspectos más importantes de esta evolución.

Cuando se comienza a acabar el hidrógeno en el núcleo estelar, que ahora es prácticamente una bola de helio, comienza a contraerse como consecuencia de la desaparición de la fuente de energía que proporcionaba la presión que equilibraba el peso de la estrella. Aumenta así la presión y la temperatura del núcleo. Este cambio es un suceso brusco. Las capas exteriores de la estrella, ligadas más débilmente, no pueden soportar estas diferencias de presión, y se expanden. Se forma así una estrella gigante. Al aumentar el tamaño de la estrella manteniendo más o menos constante su luminosidad, la temperatura superficial disminuye hasta los 4000 K, que corresponde al color rojo. Es por este motivo que estas estrellas se conocen como **gigantes rojas**. El nuevo tamaño que alcanza la estrella depende también de la composición química de la misma. Una estrella con un alto contenido en metales se expandirá mucho más que una con bajo contenido. El Sol, por ejemplo, se expandirá hasta alcanzar la órbita de la Tierra o la órbita de Marte.

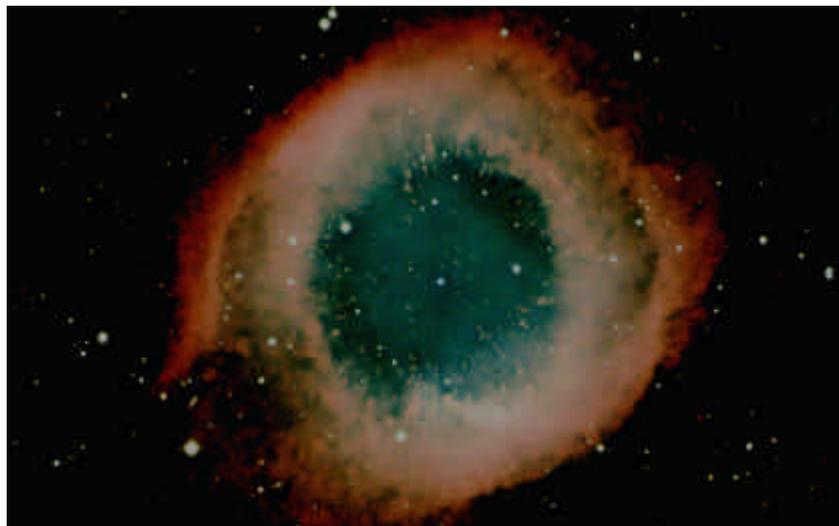
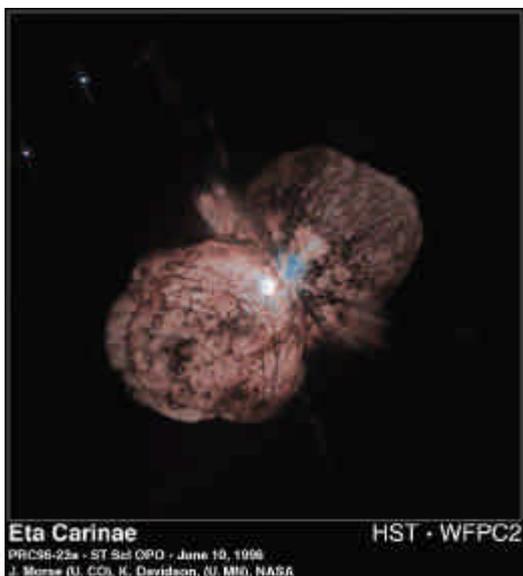
Al ser la temperatura superficial tan baja, en las capas exteriores de la atmósfera estelar se forman moléculas condensadas y granos de polvo (silicatos y carbonatos) del tamaño de micras. La radiación empuja estos materiales hacia el espacio, formándose una **envoltura circumestelar** en torno a la gigante roja. Se aleja de la estrella a unas velocidades medias de 5 kilómetros por segundo. De esta forma, la estrella está perdiendo masa de forma importante, alcanzando las 0.0001 masas solares por año. El tiempo de vida de estas estrellas es muy corto.



(Arriba) Esta imagen de la estrella WR124 por el HST muestra que se encuentra rodeada de una gran cantidad de gas que está siendo eyectada al espacio a unas velocidades mayores de 300 km por segundo. Esta estructura caótica y filamentosa están dando lugar a la nebulosa M1-61. Se encuentra a 15000 años luz, en Sagitario. La estrella es del tipo Wolf-Rayet, muy calientes y con vida muy corta.

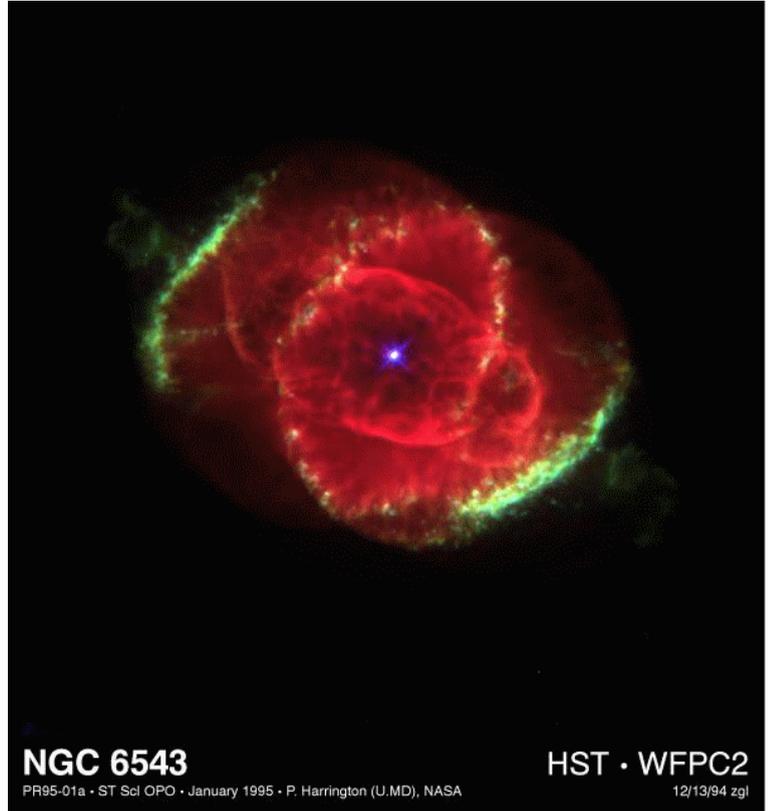
(Abajo izquierda) Usando una combinación de fotografías y técnicas de procesado de imágenes, los astrofísicos del HST han conseguido esta imagen de alta resolución de la estrella Eta Carina. Pese a encontrarse a más de 8000 años luz, se pueden distinguir estructuras del tamaño del Sistema Solar. Esta estrella es una gigante que hace 150 años tuvo una explosión, formándose dos lóbulos polares y un fino disco ecuatorial. Se estima que la estrella es 100 veces más masiva que el Sol, y que se encuentra en la fase final de su vida.

(Abajo derecha) La nebulosa de la Hélice, situada a 400 años luz de la Tierra, en la constelación de Acuario, es la nebulosa planetaria más cercana a la Tierra. El color verde procede del nitrógeno y el hidrógeno; el color verdoso del oxígeno doblemente ionizado. La estrella central se ha convertido en una enana blanca: era el núcleo de la estrella inicial.





(Arriba) Ejemplo casi utópico de nebulosa planetaria esférica perfecta. Se trata de la nebulosa planetaria Abell139.



(Derecha) Nebulosa planetaria NGC 6543, “del Ojo de Gato” por el HST. Aparecen unas estructuras elípticas (en color rojo) y unas ondas de choque que comprimen los exteriores de la nebulosa (en color verde). Es bastante simétrica, y en su centro se puede detectar la enana blanca.

NGC 6543

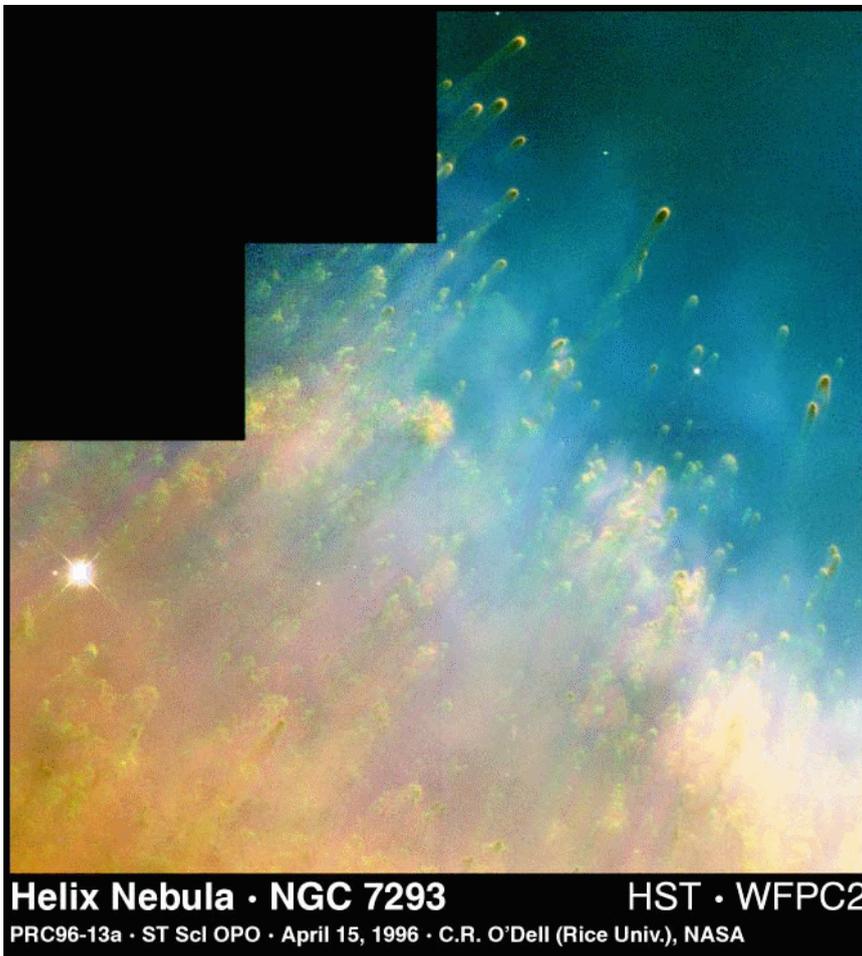
PR95-01a · ST ScI OPO · January 1995 · P. Harrington (U.MD), NASA

HST · WFPC2

12/13/94 zgl

La envoltura circumestelar se alimenta progresivamente de las capas superiores a las que están por debajo, hasta que queda al descubierto una capa que se encuentra a 30 000 K, que emite una radiación muy fuerte en ultravioleta, ionizando los átomos (esto es, separando los electrones del núcleo) y formando las **nebulosas planetarias**.

Mientras tanto, el núcleo continúa encogiéndose. Si se alcanza la temperatura de 100 millones de grados, el helio puede comenzar a fusionarse para dar carbono y oxígeno. El núcleo de la estrella ha encontrado una nueva fuente de energía que es capaz de parar su colapso. A este proceso se le conoce como el **flash del helio**, y dura aproximadamente una décima parte de la vida en la secuencia principal. A veces, el hidrógeno que queda en torno al núcleo también puede fusionarse, proporcionando más helio combustible. Las estrellas de masa pequeña, hasta 2.5 veces la solar, no pueden evolucionar mucho más, y al final sólo queda una **enana blanca**. El estudio de estos objetos tan compactos debe hacerse mediante las leyes de la Mecánica Cuántica, puesto que los electrones de la enana blanca son los que proporcionan la presión que resiste el colapso gravitatorio. Se dice que la materia se encuentra degenerada. La teoría de estas estrellas fue desarrollada tan pronto como se descubrió el principio de exclusión de Pauli. Para las estrellas pequeñas, el material será prácticamente helio. Si la estrella ha sido capaz de fusionar parte de éste, se encontrarán también oxígeno y carbono. El núcleo se enfría manteniendo el radio constante, y transportando la energía térmica por conducción (como en los metales) hacia las capas superiores.

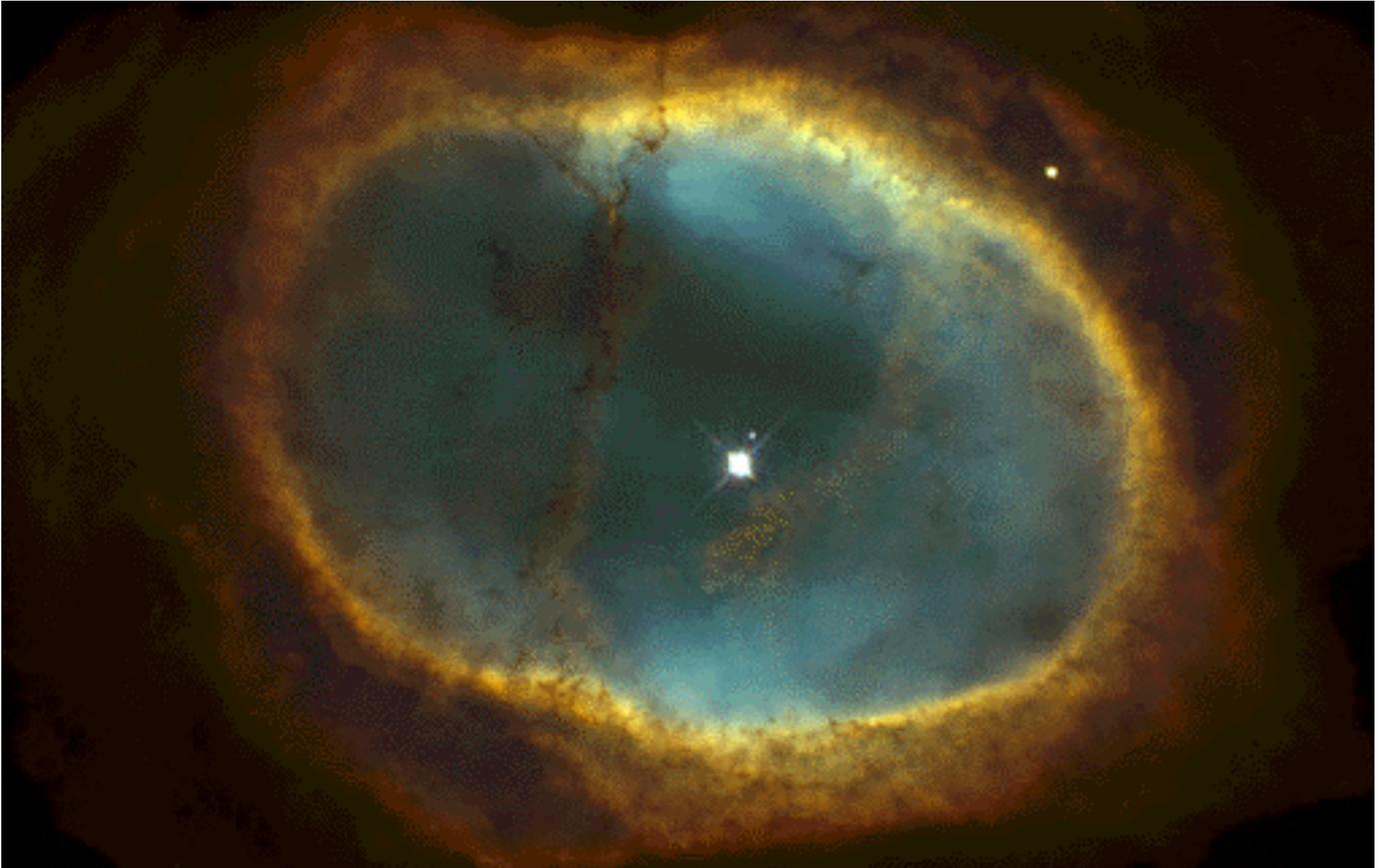


Helix Nebula · NGC 7293

HST · WFPC2

PRC96-13a · ST ScI OPO · April 15, 1996 · C.R. O'Dell (Rice Univ.), NASA

(Izquierda) En esta imagen del HST podemos apreciar en detalle la estructura de la Nebulosa de la Hélice. Aparecen unos fragmentos que reciben el nombre de “cometarios” porque recuerdan a cometas. Aunque parecen muy pequeños, en realidad son enormes. Cada uno de ellos tiene el doble del tamaño del Sistema Solar, y la anchura de cada “cola” es de unas 1000 veces la distancia de la Tierra al Sol. Han sido eyectados hace unos 10.000 años. El color rojo denota la emisión del nitrógeno NII; el verde el hidrógeno en la línea de H- $\alpha$ ), y el azul el oxígeno.



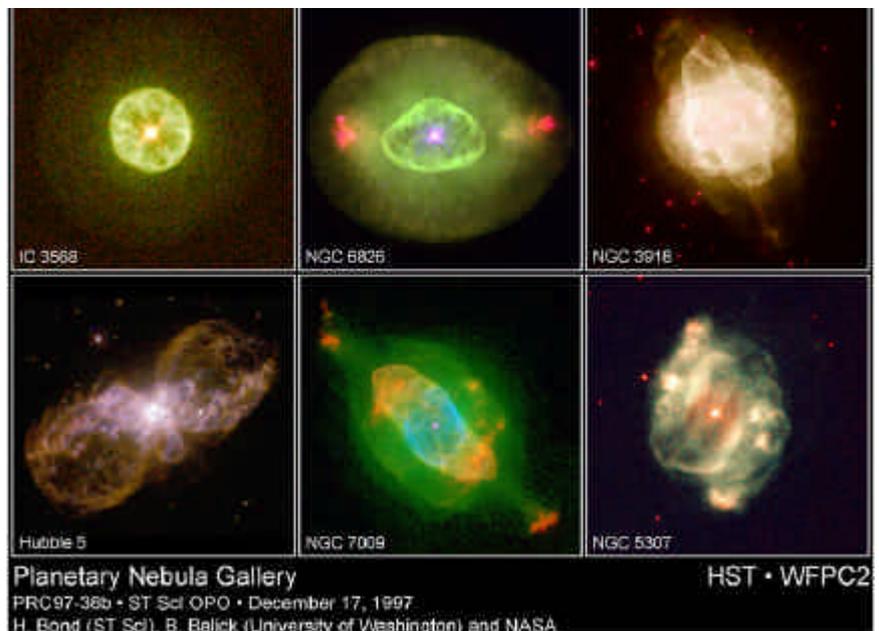
(Arriba) NGC 3132 es un ejemplo ideal de nebulosa planetaria. Es conocida como la "Nebulosa Anular del Sur", debido a su gran parecido con M57, la Nebulosa Anular de la Lira. Esta imagen del HST muestra claramente dos estrellas cerca del centro de la nebulosa: una estrella blanca brillante aproximadamente en el centro y otra mas débil en la parte superior derecha, que es la verdadera responsable de la nebulosa. El flujo de radiación ultravioleta provoca fluorescencia en los gases circundantes.

El diámetro típico de una enana blanca es del orden de un planeta telúrico. Su luminosidad es muy baja, y la estrella es muy densa, alcanzándose las 37 toneladas por centímetro cúbico. La temperatura también es muy alta, del orden de los 100 000 K. Existe una cota por encima de la que un núcleo estelar no puede producir una enana blanca. A este límite se le conoce como límite de Chandrasekhar, y está en torno a las 1.4 masas solares.

Las nebulosas planetarias pueden ser de los objetos más atractivos que se encuentran en el firmamento, debido sobre todo a la diversidad de formas que pueden adquirir. Si no se consigue distinguir la estrella central, como en la nebulosa del Huevo, se habla de nebulosas protoplanetarias. Uno de los mayores problemas a la hora de estudiar estos objetos es precisamente dar una explicación satisfactoria a la formación de las estructuras. La envoltura circumestelar de las gigantes rojas suele ser bastante simétrica, pero en las últimas etapas de la gigante aparece un cambio brusco en la distribución de masa, expulsándose el material preferentemente por el ecuador. El Sol se convertirá en una nebulosa planetaria dentro de unos 5000 millones de años. Una nebulosa planetaria tiene una masa de unas pocas décimas de la solar, un diámetro cercano al año luz, y está en expansión a unas pocas decenas de kilómetros por segundo, por lo que se dispersará en el espacio en un período máximo de 100 000 años. Esta corta duración explica que se conozcan pocas, menos de mil.

Los colores de las imágenes revelan los átomos o iones de la nebulosa. El azul indica que se trata del oxígeno doblemente ionizado, que se encontrará cerca de la estrella porque para obtenerlo es necesaria alta energía. El amarillo proviene del hidrógeno ionizado, que necesita menos energía para formarse. El rojo es debido al nitrógeno ionizado, que se halla lejos de la estrella porque se obtiene con poca energía.

(Abajo) Seis ejemplos de distintos tipos de planetarias captadas por el Telescopio Espacial Hubble.

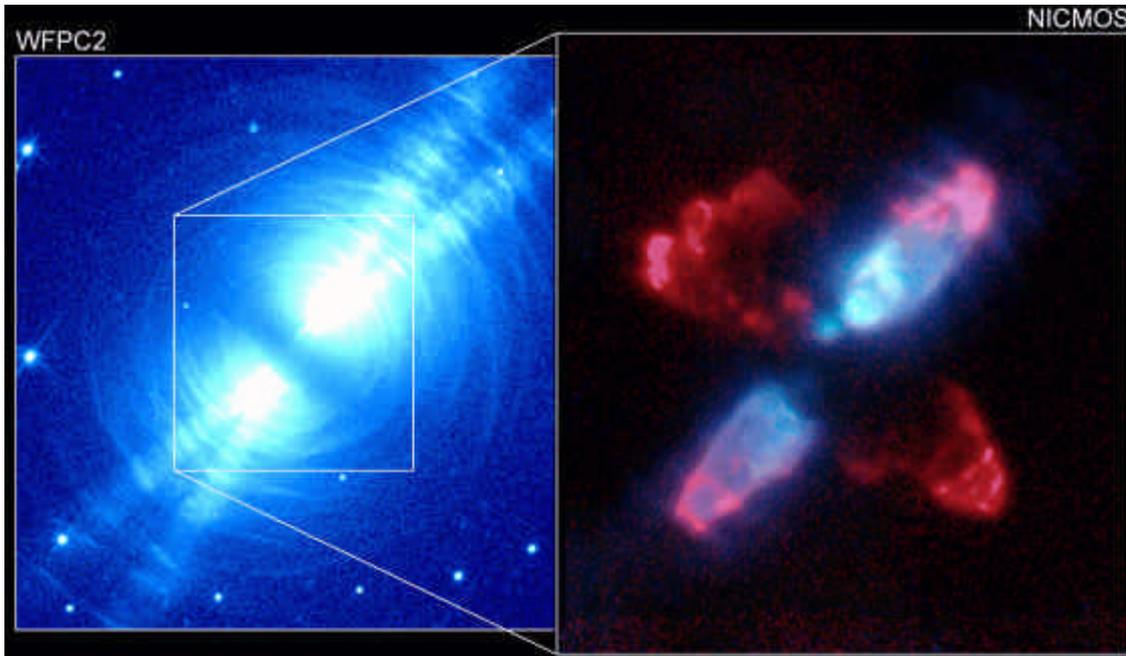


Planetary Nebula Gallery

PRC97-38b • ST ScI OPO • December 17, 1997

H. Bond (ST ScI), B. Balick (University of Washington) and NASA

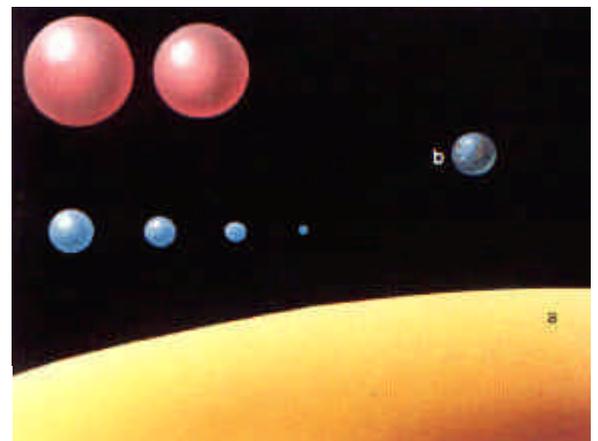
HST • WFPC2



(Izquierda) La nebulosa del Huevo. A la izquierda, como aparece a luz visible con el HST. A la derecha, visión infrarroja de la nebulosa usando la cámara NICMOS. Los colores asignados a esta imagen son: el azul, que corresponde a la luz reflejada por las partículas de polvo, y rojo, que equivale a la radiación emitida por el hidrógeno molecular caliente. Los arcos que aparecen en luz visible se deben a que la estrella expulsa el gas repentinamente de vez en cuando.

En los últimos años se están llevando a cabo importantes descubrimientos en las estructuras de las nebulosas planetarias. Se han detectado ondas de choque, estructuras bipolares, discos y flujos colimados. Los astrofísicos creen que la formación de las estructuras bipolares se debe a la existencia de una estrella compañera en torno a la estrella moribunda, que también sería una buena explicación para entender los chorros colimados. No obstante, serán necesarios estudios de campos magnéticos para encontrar teorías que reproduzcan con más detalle estas estructuras.

*Tamaño de algunas enanas blancas comparadas con el Sol (a) y la Tierra (b). De la más grande a la más pequeña son: Sirius B, 40 Eridani B, estrella de Van Maanen, Wolf 219, AC +70° 8247 y LP 357-186.*



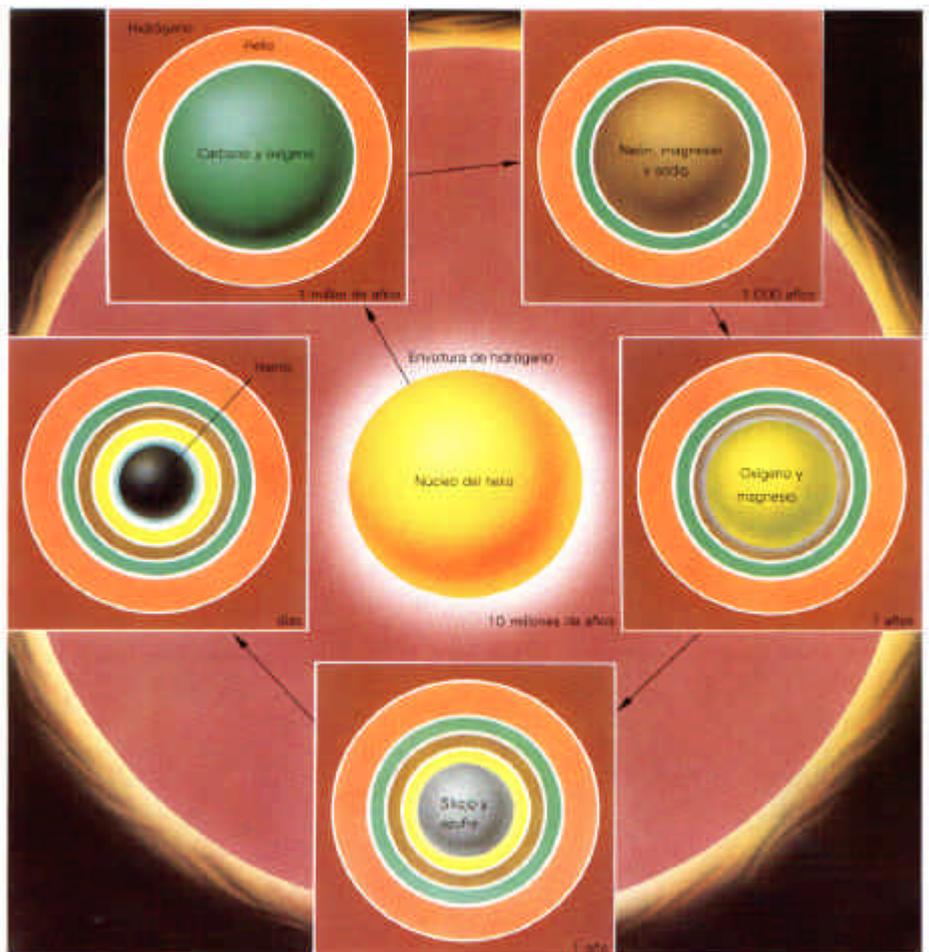
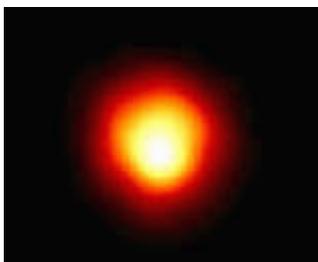
(Abajo) Esta preciosa nebulosa planetaria tiene el nombre de "Nebulosa Horniga" o Menzel 3, y es un claro ejemplo de nebulosa planetaria bipolar. Se cree que la estrella originaria de la nebulosa era una estrella doble, de componentes tan cercanas como la Tierra del Sol. La estructura se aleja a 1000 kilómetros por segundo, provocando que el gas excite el material, que se vuelve fluorescente. La estrella masiva Eta Carina muestra un flujo muy similar.



Las estrellas con masa superior a 5 masas solares evitan tanto el flash del helio como terminar sus días como una enana blanca de carbono y oxígeno. En su lugar, continuarán fusionando los nuevos átomos que se generen en la reacción nuclear anterior. Cuando el núcleo llega a los 700 millones de grados, el carbono y oxígeno darán neón, sodio y magnesio. Éstos darán otros isótopos del oxígeno y del magnesio. Al alcanzar los 1500 millones de grados, se llegará al silicio y al azufre. A más de 3000 millones de grados, se consigue un núcleo de hierro. En este proceso, la estrella ha aumentado increíblemente su radio, pro lo que se ha convertido en una **supergigante roja**. Como cada una de estas fases se produce en la zona más interna del núcleo anterior, la estrella adquiere una estructura en forma de cebolla, en donde se tiene un núcleo de hierro envuelto por capas donde arden termonuclearmente elementos de masa atómicas cada vez más bajas. Independientemente de la masa de la estrella, el hierro es un elemento que no se puede fusionar, y la estrella morirá con una violenta explosión de supernova.

El hierro es el elemento más estable de la naturaleza. Su fusión absorbería energía en lugar de liberarla. Un núcleo estelar de hierro crece, se comprime y se calienta. Cuando la temperatura llega a los 5000 millones de grados, los fotones son tan energéticos que pueden arrancar los protones y los neutrones de los núcleos de hierro. Cada núcleo de hierro se descompone en 13 núcleos de helio y cuatro neutrones, absorbiendo la misma energía que se ha necesitado para obtener el hierro a partir de la fusión del helio. La presión cae de golpe, y el núcleo de la estrella se colapsa. Los protones del helio se aniquilan con los electrones, formando más neutrones y liberando una enorme cantidad de neutrinos. El antiguo núcleo de hierro se convierte en una bola de neutrones, con un diámetro mil veces más pequeño, y que continúa en proceso de contracción. Al alcanzar las densidades de un núcleo atómico (alrededor de 270 000 millones de kilogramos por centímetro cúbico), su parte más central se dilata de golpe. El resto del núcleo cae sobre él, y se crea una onda de choque que se propaga por el resto de la estrella. Esta onda de choque, reforzada con los neutrinos, proporcionan la energía suficiente para que la estrella explote. La **supernova** se hace visible.

(Abajo) La estrella Betelgeuse, en Orión, es una supergigante roja de la clase espectral M2 que se encuentra a 310 años luz de la Tierra. EL HST ha sido capaz de obtener imágenes de alta resolución de las capas exteriores. Si Betelgeuse estuviera en la posición del Sol, sobrepasaría la órbita de Júpiter.



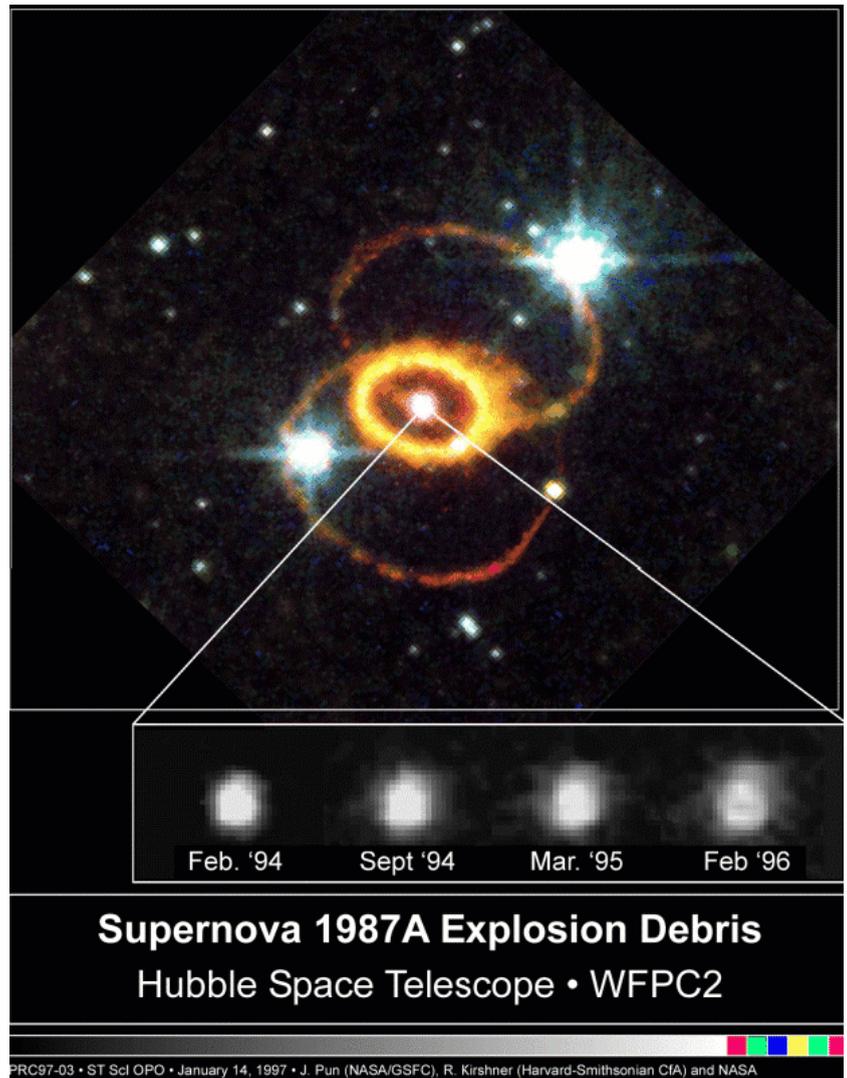
(Arriba) Formación de un núcleo de hierro para estrellas de gran masa. En la figura central, la estrella se encuentra al final de la fase de combustión del hidrógeno. Sucesivamente, se van creando nuevos elementos químicos como fusión de los productos anteriores. En los recuadros sólo se indica el núcleo: el resto de la estrella se ha hinchado unas 300 veces su tamaño inicial. Se indica también la duración de cada fase para una estrella de unas 15 masas solares.

(Abajo) Campo de la Supernova SN1987-A, en la Gran Nube de Magallanes, antes y después de la explosión sufrida el 24 de febrero de 1987. Esta supernova ha sido de vital importancia para conocer mejor tanto la estructura de la estrella primigenia como la evolución de la materia liberada en la gigantesca explosión.



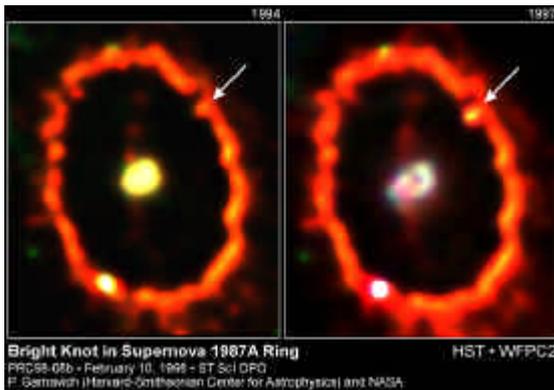
Recapitulando esta evolución sobre un diagrama HR (ver gráfico de M3 en la página 5), las estrellas comienzan a abandonar la secuencia principal cuando comienza a faltar el hidrógeno en su interior, saliendo de la secuencia principal por el "punto de retorno". Posteriormente, ascienden y se desplazan hacia la rama de las subgigantes, para después alcanzar la zona de las gigantes rojas. Si la estrella es capaz de realizar el flash de helio, alcanzará la rama horizontal. En caso de no alcanzarlo, bajará directamente a la zona de las enanas blancas.

Para una estrella masiva, una vez agotado el helio, regresa de la rama horizontal a la zona de las gigantes rojas, pero con una luminosidad mucho mayor. La estrella se encuentra en la rama asintótica de las gigantes, AGB. Estas estrellas pierden mucha masa, y a veces se quema el helio que ha quedado en zonas no muy profundas de la estrella. De esta forma, aparecen unos pulsos de brillo que se repiten periódicamente, pudiéndose observar como fluctuaciones brillantes de la luminosidad, seguidas de una rápida recuperación, hasta que el próximo pulso aparece. Son estrellas variables de largo período y no completamente regulares, como las estrellas variables tipo Mira. Al final, la estrella explotará como supernova.



(Arriba) En 1994, el HST apuntó a la supernova 1987-A, revelando esta curiosa estructura. Desde entonces, se continúa observando, viéndose cómo se amplía la estructura y evolucionaba su parte central.

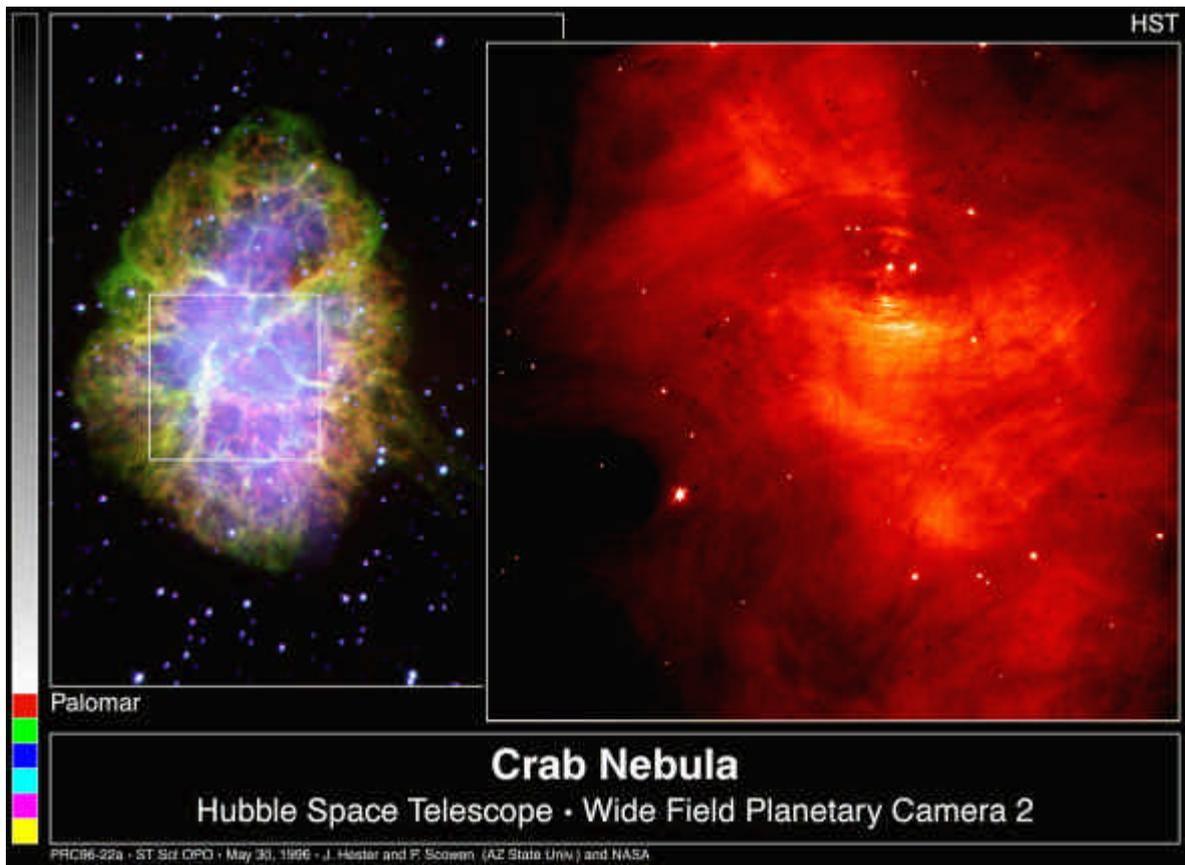
(Izquierda) La alta resolución del HST también ha podido revelar estructuras en el anillo formado tras la explosión de la supernova 1987-A, pudiéndose ver cómo ha evolucionado con el paso de los años.



La supernova más importante de la Astrofísica fue la supernova SN1987-A, que estalló en la Gran Nube de Magallanes en febrero de 1987, y proporcionó la posibilidad de comprobar de manera directa los procesos que ocurren en la muerte de las estrellas de gran masa. Fue la supernova más brillante después de la que vio Kepler en 1604, y suficientemente brillante como para poder ser observada en detalle. Su posición coincidía con una brillante estrella supergigante azul llamada Sanduleak -69 202, que desapareció tras la explosión. Modelos de la supernova han indicado que debía tener 20 masas solares.

(Derecha) La nebulosa de Gum, entre las constelaciones de Vela y Puppis, en el Hemisferio Sur, es demasiado grande como para poder recogerla en una única fotografía. Aunque es un resto de supernova, se trata de una nebulosa de emisión enorme cuyo diámetro es de al menos 35°. El objeto que cede energía a la parte central de la nebulosa es PSR 0833-45. Este púlsar emite radioondas y pulsos ópticos con un período de 0.09 segundos. Se halla a 1500 años luz.

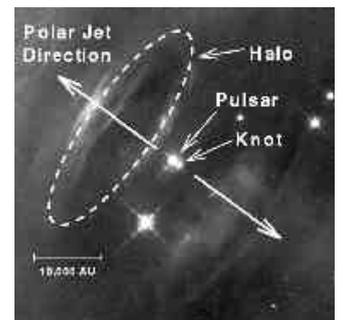




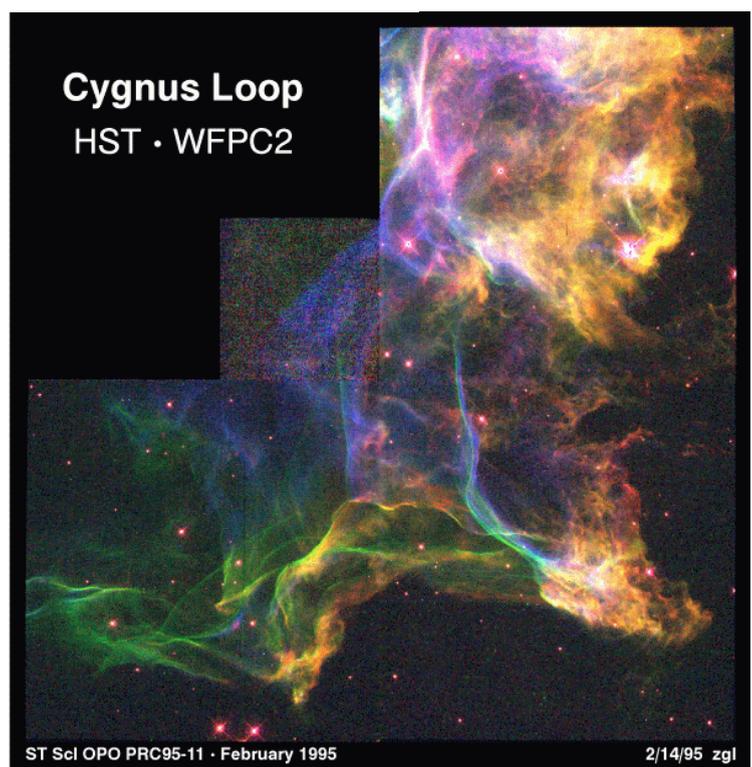
Las estrellas de neutrones pueden tener una masa parecida a la del Sol, pero en un radio de 15 kilómetros. La densidad es increíblemente alta: 1000 millones de toneladas por centímetro cúbico. Giran a unas velocidades altísimas, pudiéndose alcanzar las 1000 vueltas por segundo. La temperatura superficial es de 10 millones de grados, pero su pequeñez las hace casi invisibles. Sin embargo, los poderosos campos magnéticos de las estrellas de neutrones hacen que los electrones que aún posee la estrella se acumulen en los polos, donde se mueven muy deprisa, emitiendo radiación de sincrotrón, en ondas de radio, muy concentrada a lo largo del eje del campo magnético. Este eje no suele coincidir con el de rotación, por lo que si se puede observar desde la Tierra parece como si la estrella apareciese y desapareciese con un período muy preciso. Por eso reciben el nombre de **púlsars**. La intensa emisión de energía hace que la estrella se frene, por lo que la vida de un púlsar es de sólo unos millones de años. El púlsar más famoso se encuentra en el interior de la Nebulosa del Cangrejo.

(Arriba) La nebulosa del Cangrejo son los restos de una supernova, aparecida en julio de 1054, y observada por los astrónomos chinos. En su centro se ha detectado un púlsar. Las imágenes del HST muestran cómo se expande el gas de la estructura, a 1000 kilómetros por segundo

(Derecha) Detalle de la Nebulosa del Cangrejo, mostrando la posición del púlsar y la dirección del eje polar.



(Derecha) Imagen en falso color del remanente de supernova conocido como “el bucle del Cisne”. Esta imagen del HST asigna a cada elemento o compuesto químico un color distinto. Los materiales eyectados por una supernova son muy variados porque, además de expulsar los átomos sintetizados en el interior de una supergigante roja, se crean en la explosión otros muchos átomos más pesados.

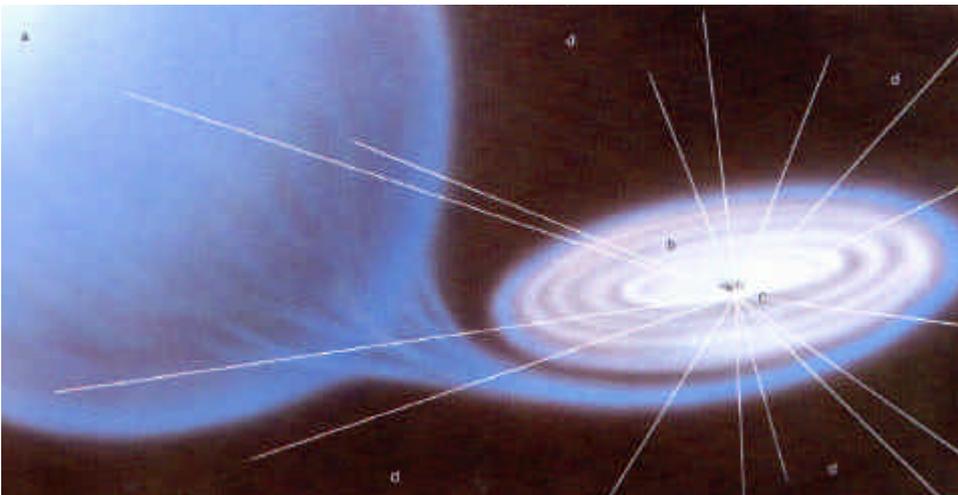
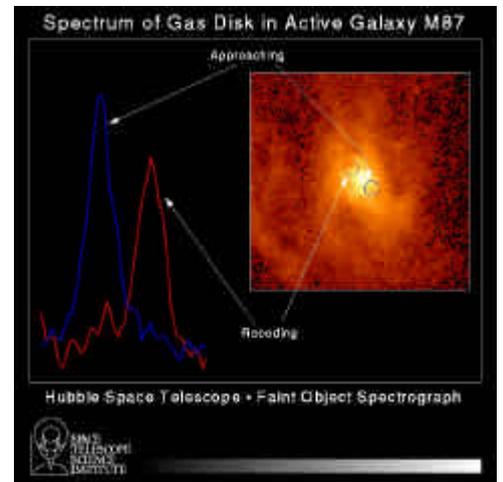
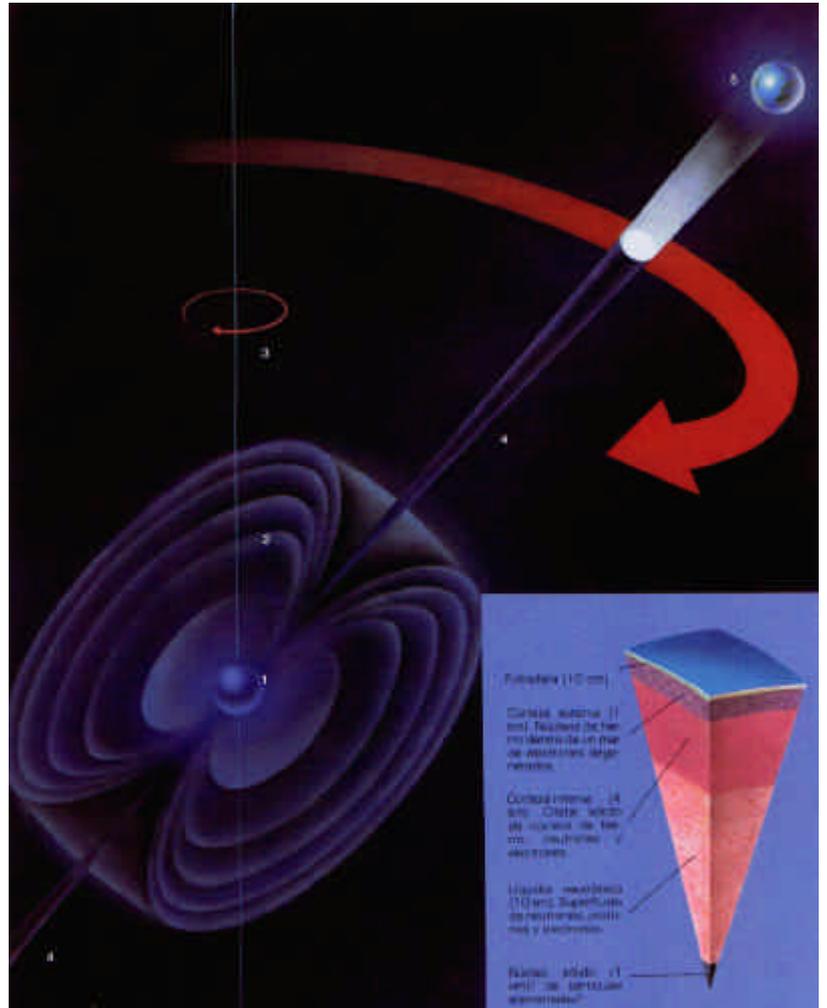


(Derecha) Modelo para el funcionamiento de un púlsar. 1) Estrella de neutrones. 2) Plasma. 3) Eje de rotación. 4) Eje magnético y haz de energía. 5) Dirección hacia la Tierra. A medida que la estrella gira, el haz de energía describe un cono en el espacio, que sólo durante unos momentos se dirige hacia la Tierra.

Sin embargo, una estrella con una masa inicial mayor que 15 masas solares no produce una estrella de neutrones después de la explosión de la supernova. En estos casos, el núcleo es tan masivo que su propia fuerza de gravedad no impide que se colapse indefinidamente hasta formar un objeto de medida "cero" y densidad "infinita". Se habla entonces de **agujeros negros**. Ya predichos por la Teoría de la Relatividad General de Einstein, los agujeros negros son un verdadero desafío para los astrofísicos. Un objeto con la masa de la Tierra y radio de un centímetro formaría un agujero negro. Este diámetro se refiere a una región alrededor de la masa infinitamente colapsada (singularidad), que recibe el nombre de *radio de Schwarzschild*, y cuya superficie se denomina *horizonte de sucesos*. El más famoso candidato a agujero negro es Cygnus X-1, en donde se cree que existe un agujero negro que aumenta continuamente su masa como consecuencia de la absorción de una estrella compañera, emitiéndose radiación energética en forma de rayos X. Por el momento, esta parece la única forma de detectar los agujeros negros provenientes de estrellas masivas. Si el agujero negro se encuentra solo, actualmente es casi imposible detectarlo.

Ya sean en forma de nebulosa planetaria o como remanentes de supernova, los materiales expulsados por las estrellas moribundas retornan al gas interestelar, enriqueciendo el medio galáctico con materiales más pesados. De esta forma, si se dan las condiciones propicias de densidad, el ciclo puede comenzar de nuevo, creándose nuevas estrellas a partir de los restos de estrellas anteriores.

(Derecha) Actualmente, las indicaciones más directas de la existencia de agujeros negros no se encuentran entre el espacio interestelar, sino en el centro de galaxias gigantes, donde se cree que existe un agujero negro masivo. Éste es el ejemplo del núcleo de la galaxia activa M87, en Virgo. El HST ha sido capaz de determinar el corrimiento al rojo en el centro de esta galaxia, encontrándose que parte del gas se acerca a la Tierra (en azul), mientras que por el otro lado se aleja (en rojo), a unas velocidades de 550 kilómetros por segundo. Esta alta velocidad es la señal de un tremendo campo gravitatorio en el centro de M87, que se cree que es un agujero negro. No debemos confundir los agujeros negros estelares, producidos a partir de la muerte de una estrella, de los agujeros negros galácticos, que se producen de forma distinta, y son enormemente más masivos que los anteriores. En el caso del agujero negro de M87, se ha estimado que tiene una masa de más de 3 000 millones de soles, concentrada en un tamaño no mayor a nuestro Sistema Solar.



(Izquierda) Modelo para el agujero negro Cygnus X-1. La masa calculada para el agujero negro es de unas 10 veces la del Sol. a) Supergigante azul compañera. b) Disco de acreción del material en torno al agujero negro. c) Agujero negro. d) Emisión de rayos X.

(Contraportada) Imagen del HST de la nebulosa planetaria NGC 6751, "el Ojo Creciente", situada en la constelación del Águila. Esta nebulosa planetaria fue creada hace varios miles de años a partir de la estrella caliente de su centro. Las regiones azules muestran las zonas más calientes, alrededor del remanente estelar, que se encuentra a una temperatura de 140 000 grados. Los colores naranjas y rojos indican las zonas más frías.



**BOLETÍN  
INFORMATIVO  
NÚMERO ESPECIAL 1**

REVISTA DE DIVULGACIÓN ASTRONÓMICA  
ÓRGANO DE EXPRESIÓN DE LA:  
**AGRUPACIÓN ASTRONÓMICA  
DE CÓRDOBA**

DEPÓSITO LEGAL: CO-1286-1987

*Esta publicación se distribuye entre los socios de la Agrupación de forma gratuita, y es intercambiada con publicaciones análogas de otras agrupaciones astronómicas.*

**Realizado por:** ÁNGEL R. LÓPEZ SÁNCHEZ.



**AGRUPACIÓN ASTRONÓMICA  
DE CÓRDOBA**

Registrada con el número 1432, sección primera, del registro provincial de asociaciones de la Junta de Andalucía.

**Dirección:** Apartado 701  
14080 Córdoba

**e-mail:** [aacordoba@astrored.i-p.com](mailto:aacordoba@astrored.i-p.com)

**web:** <http://www.uco.es/~i52cacaj/AAC/>

**Sede social:** Huerto de San Pedro el Real, nº 1