

Evolución estelar

José Jorge Gil Pérez

Lección inaugural del Curso 1985-86

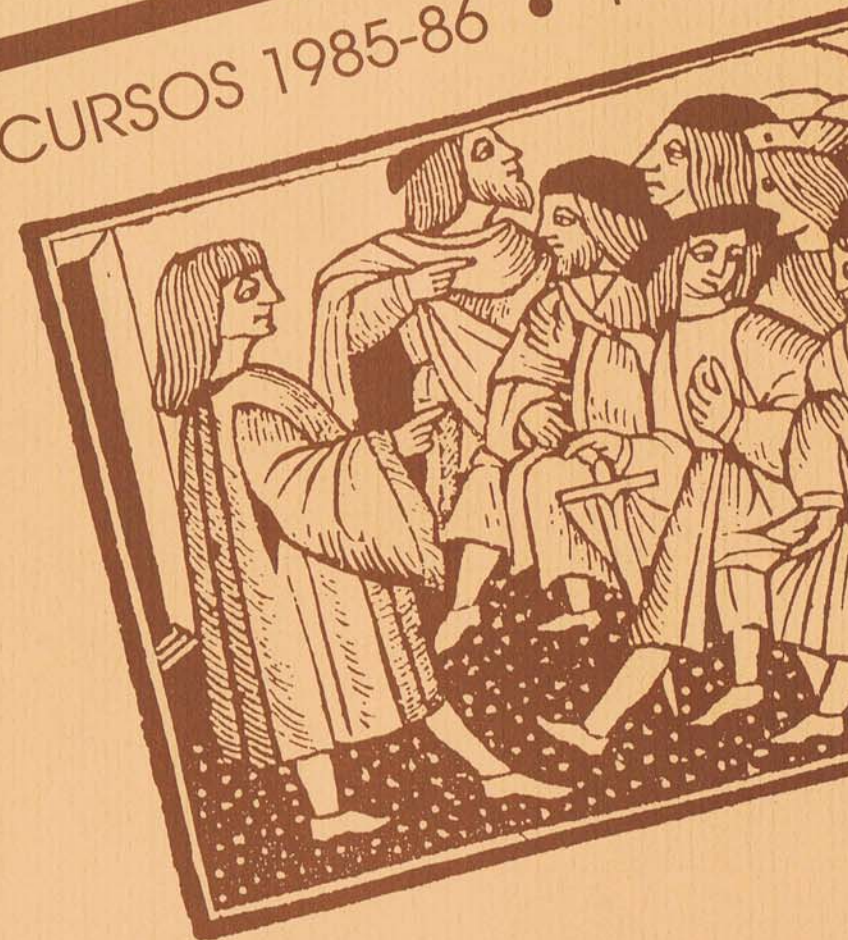
Universidad de Zaragoza. Campus de La Rioja
25 de octubre de 1985

En: Lecciones Inaugurales, Nº 1.
Logroño (La Rioja). Octubre 1991.
45 págs. Universidad La Rioja .

*Referencia de la librería: 022609.
Ángeles Sancha Libros (Logroño)*

LECCIONES INAUGURALES

CURSOS 1985-86 • 1986-87



INTRODUCCION

Con anterioridad a 1950, prácticamente toda la información que poseían los astrónomos acerca del Universo, se obtenía a partir de observaciones en la región visible del espectro electromagnético.

La ampliación de las observaciones a todo el espectro, desde los rayos gamma a las ondas de radio, e incluso a otros tipos de radiaciones, como rayos cósmicos y neutrinos, ha producido un vertiginoso desarrollo de la Astrofísica en las últimas décadas.

El cúmulo de nuevas observaciones experimentales, ha permitido identificar objetos tales como estrellas enanas blancas y estrellas de neutrones, cuya existencia había sido predicha a partir de modelos basados en la Mecánica Cuántica y la Teoría General de la Relatividad. Quizá pronto ocurra lo mismo con los agujeros negros.

En el campo de la Cosmología, el hallazgo de la radiación de fondo de microondas y la determinación de la abundancia relativa de helio en el Universo confirman seriamente la constante expansión del mismo a partir de la Gran Explosión originaria (Big Bang).

En ciertos casos, los modelos teóricos han ido a la zaga de las observaciones, como ocurre en el caso de las explosiones de supernovas, actividad galáctica, cuásares y radiación X de fondo.

Las estrellas juegan un papel clave en el Universo actual. Agrupadas en galaxias, liberan energía radiante y sintetizan los elementos químicos a partir de su energía potencial gravitatoria y de la energía encerrada en su masa. Para conocer cómo se realizan estos procesos se hace necesario seguir la evolución de cada tipo de estrella. En este campo de la evolución estelar se ha llegado a la comprensión de la mayor parte de los procesos físicos acaecidos a lo largo de la *vida* de una estrella.



El nacimiento y ocaso de las estrellas son las fases peor conocidas y, por ello, donde se concentran en la actualidad la mayor parte de las investigaciones teóricas y experimentales.

A continuación pasamos a analizar las diferentes etapas en que se puede dividir la evolución de una estrella.

FORMACION DE UNA ESTRELLA

El desarrollo y evolución de una estrella viene impuesto por la acción de las fuerzas gravitatorias, que constantemente tienden a concentrar la masa en menores volúmenes. En algunas etapas de la evolución existen procesos físicos capaces de detener la contracción, temporal o permanentemente.

Las estrellas se forman a partir de una contracción gravitatoria de gas compuesto por hidrógeno, helio y pequeñas cantidades de otras moléculas, y de polvo interestelar formado por partículas de grafito, silicatos y otros compuestos similares a rocas terrestres. Este proceso se da en regiones de densidad superior a la media dentro de nubes gigantes y nebulosas, y también, con gran intensidad, en los brazos de las galaxias espirales. Un ejemplo de ello en nuestra galaxia es la Nebulosa de Orión, cuya brillante emisión pone de manifiesto la fase final de formación de numerosas estrellas en ella.

La presencia de polvo impide la observación del proceso intermedio de formación de estrellas, y por ello esta fase es la menos conocida de su evolución.

Aunque las nebulosas en que hay formación de estrellas son demasiado densas para ser observadas con detalle por telescopios ópticos, otras menos densas se pueden observar por medio de telescopios sensibles a la radiación milimétrica, lo que permite observar nebulosas en la fase inmediatamente anterior a la de formación de estrellas. Además, las nebulosas son parcialmente transparentes a la radiación infrarroja, lo que permite la observación en el infrarrojo de estrellas recién formadas.

Con la ayuda de programas de simulación en ordenadores de alta velocidad,



desde los años 60 se vienen desarrollando modelos de formación de estrellas. Estos modelos han de dar cuenta de los hechos observados, por ejemplo: que las nubes interestelares se fragmentan en muchas proto-estrellas; que se produce una pérdida de momento angular al pasar de la nube primitiva a las estrellas recién formadas a partir de ella, y que la mayor parte de las estrellas observadas pertenecen a sistemas binarios.

Los mencionados modelos coinciden en que la condensación pasa por fases de rápida contracción, llamadas de colapso dinámico, seguidas por fases en que la materia exterior se acumula en núcleos estables. En las fases de colapso dinámico, la nube podrá fragmentarse dependiendo principalmente de su tamaño y de su velocidad de rotación original. También podrá colapsar sin fragmentarse dando lugar a una protoestrella única.

Recientemente Boss, Bodenheimer, Tohline y Black, han establecido un modelo según el cual la nube originaria es totalmente asimétrica y está en rotación. En este modelo las nubes tienden a fragmentarse dando lugar preferentemente a sistemas binarios, ya que los dos primeros conglomerados que se forman atraen hacia sí la mayor parte del resto de gas y polvo.

El modelo citado prescinde de espectros termodinámicos, por lo que sólo corresponde bien al periodo del primer colapso dinámico, durante el cual la temperatura de la nube permanece constante (fase isoterma).

Boss, presentando un modelo más avanzado en el que incluye factores termodinámicos, ha probado que ciertos tipos de nubes con masa inferior a 1/10 de la masa solar colapsan una sola vez formando protoestrellas únicas. Lo mismo ocurre para masas mayores pero en lenta rotación. Este tipo de nube se aplasta tomando la forma de una barra alargada que, en virtud de la conservación del momento angular, forma con el tiempo dos brazos espirales, pues la parte interior gira más deprisa que la exterior. Se generan entonces pares de fuerzas gravitatorias que hacen que la parte más interior de la protoestrella espiral ceda parte de su momento angular a la exterior, lo que hace posible que continúe la condensación hasta un segundo colapso dinámico tras el que la protoestrella alcanza una densidad estelar. También se deduce de este modelo que la formación de un sistema planetario es una consecuencia natural de la formación de una estrella única.



En la actualidad se siguen desarrollando y perfeccionando modelos más completos y generales que incluyen factores termodinámicos en nubes asimétricas en rotación.

SECUENCIA PRINCIPAL

La temperatura y la densidad de una protoestrella aumentan conforme ésta se contrae lentamente durante un tiempo aproximado de un millón de años, tras el que la temperatura de la zona central alcanza los diez millones de grados Kelvin. A esta temperatura empieza a producirse en la zona central la fusión nuclear del hidrógeno. En cuanto comienza esta fase, denominada secuencia principal, se ha formado lo que entendemos por una estrella, que inicialmente emite en el infrarrojo, y después en el rojo y en el amarillo (o incluso el azul si su masa es grande).

La fusión del hidrógeno, principal componente de la estrella, suministra energía suficiente para contrarrestar la tendencia a la contracción gravitatoria.

En la zona central los núcleos de hidrógeno, previamente despojados de sus electrones, se acercan entre sí lo suficiente para que la interacción nuclear les permita fusionarse dando lugar, en una primera etapa, a deuterones, positrones y neutrinos. En la segunda etapa, el choque de un deuterón con un protón produce un núcleo de ^3He (que contiene dos protones y un neutrón) y un fotón. Finalmente chocan dos núcleos de ^3He para dar un núcleo de ^4He (que contiene dos protones y dos neutrones) y dos protones. En cada paso se libera energía porque la suma de las masas de las partículas resultantes es menor que la suma de las masas de las partículas iniciales. La diferencia (m) entre las sumas se convierte en una cantidad de energía E , en forma de rayos gamma, dada por la ley $E = mc^2$ que fue establecida por Einstein, donde "c" es la velocidad de la luz.

En una estrella que se encuentra en la secuencia principal pueden distinguirse tres zonas concéntricas con diferentes características: la superficie visible desde el exterior (llamada fotosfera), una envoltura gaseosa que contiene la mayor parte de la masa, y un pequeño núcleo central en el que tienen lugar las reacciones nucleares.



Cada átomo de la estrella es atraído hacia el centro por la acción gravitatoria, pero el equilibrio existente entre la presión interna, debida al calor generado en el proceso de fusión, y la fuerza gravitatoria, permite mantener estable el tamaño de la estrella.

La mayor parte de las estrellas observadas se encuentran en la secuencia principal. El parámetro que determina el tiempo que una estrella permanece en ella es su masa inicial. Las estrellas de gran masa poseen gran cantidad de hidrógeno como combustible nuclear y son mucho más brillantes que las de masa pequeña, pero debido a que consumen rápidamente su hidrógeno (aproximadamente en un millón de años) permanecen menos tiempo en la secuencia principal y tienen vidas más cortas. Estrellas con masas inferiores, como puede ser el Sol, consumen su hidrógeno en unos diez mil millones de años.

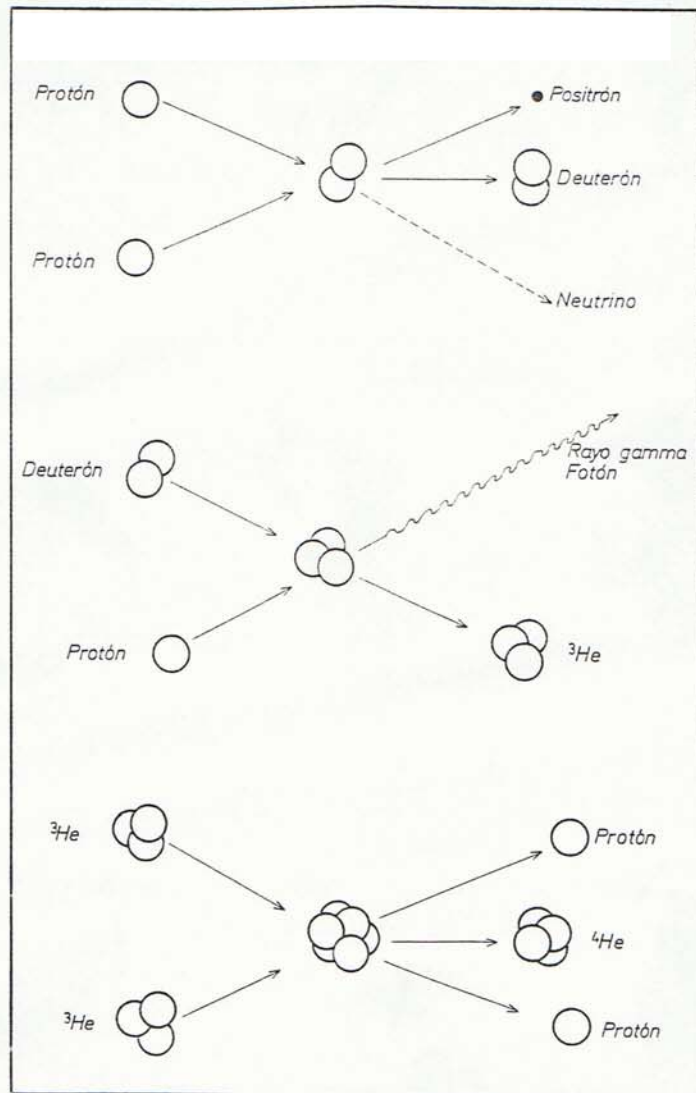
Muy rara vez se han observado estrellas con masa superior a 50 veces la masa solar, ya que éstas comienzan la secuencia principal como gigantes azules, consumen muy rápidamente su combustible nuclear y acaban en una violenta explosión acompañada del colapso de su núcleo. No se han observado estrellas con masa inferior a 1/10 de la masa solar, ya que en tal caso no alcanzan una temperatura central suficiente para el inicio de las reacciones de fusión del hidrógeno.

EVOLUCION HACIA ENANA BLANCA

La masa inicial de una estrella determina las características de su evolución. En primer lugar vamos a considerar la evolución de estrellas cuya masa inicial no excede las 5 masas solares.

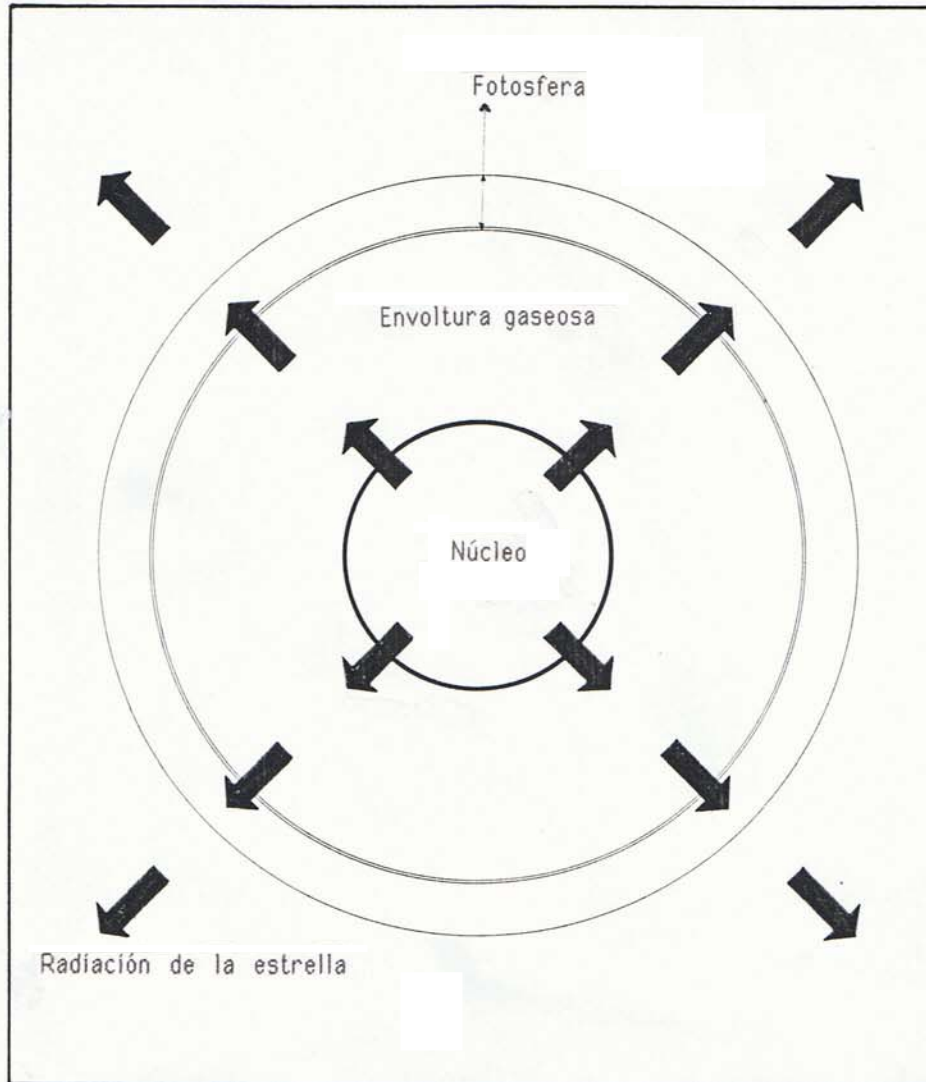
En el interior de la estrella, la combustión del hidrógeno deja como residuo núcleos de helio inerte, que ocupan cada vez más lugar, y la zona de combustión del hidrógeno tiende a desplazarse hacia el exterior. Cuando ya no queda hidrógeno en el núcleo, éste está formado por núcleos de helio y se va contrayendo lentamente a la vez que se produce una expansión de la envoltura. En esta fase, que se denomina de combustión en capas, la estrella abandona la secuencia principal, multiplica su tamaño y adquiere un color rojizo debido al enfriamiento

REACCIONES DE FUSION



En la mayoría de las estrellas el ciclo protón-protón convierte el hidrógeno en helio, sobre todo a través de una fusión nuclear en tres fases. En la primera fase interaccionan dos protones para producir un deuterón (un protón y un neutrón ligados), así como un neutrino y un positrón. En la segunda fase, el choque de un deuterón con un protón produce un núcleo de ^3He (que contiene dos protones y un neutrón) y un fotón. Finalmente, chocan dos núcleos de ^3He para dar un núcleo de ^4He (que contiene dos protones y dos neutrones) y dos protones. En cada paso se libera energía porque la suma de las masas de las partículas resultantes es menor que la suma de las masas de las partículas iniciales. La diferencia (Δm) entre las sumas se convierte en una cantidad de energía E , en forma de rayos gamma, dada por la ley $E = \Delta mc^2$, que fue establecida por Einstein, donde "c" es la velocidad de la luz.

CAPAS DE UNA ESTRELLA EN LA SECUENCIA PRINCIPAL



En las capas profundas de una estrella de la secuencia principal, la presión hidrostática ejercida por el peso del material estelar situado sobre ellas se soporta gracias a las elevadas temperaturas (grandes presiones internas) reinantes en dichas capas. A estas temperaturas de millones de grados, se producen las reacciones nucleares de fusión que generan la energía radiada por la estrella y que van cambiando la composición química de la misma. La evolución general de una estrella se realiza en el sentido de ir aumentando su densidad y temperatura, así como de ir cambiando su composición química al generar núcleos pesados a partir de otros más ligeros (sobre todo en sus zonas más internas).

de su superficie: la estrella se ha convertido en una *gigante roja* .

En esta etapa la envoltura se evapora lentamente en forma del llamado viento estelar, por lo que se produce la pérdida progresiva de una parte importante de la masa.

La lenta contracción del núcleo de helio hace que la temperatura central vaya aumentando hasta que se alcancen unos 140 millones de grados Kelvin, temperatura a la que se inicia una nueva serie de reacciones nucleares de fusión (*flash del helio*) que mantiene a la estrella en otra fase estable de lenta evolución, en la que se produce la fusión del helio en el núcleo, y del hidrógeno en capas más externas. La combustión progresiva del helio produce núcleos inertes de carbono y oxígeno, que se van acumulando en la zona central del núcleo, desplazándose la combustión del helio a capas más externas. Simultáneamente, el núcleo de carbono y oxígeno se contrae con lentitud, la envoltura sufre una nueva expansión y la estrella se convierte por segunda vez en *gigante roja* . En esta etapa la estrella consta de: un núcleo de carbono y oxígeno (cuya masa va aumentando); una capa en la que se produce la fusión del helio, y otra capa más externa de fusión del hidrógeno.

En estas condiciones, la contracción del núcleo no genera la temperatura suficiente para que se produzcan reacciones de fusión de carbono u oxígeno. A causa de ello una parte de la envoltura es eyectada y queda iluminada por el núcleo estelar caliente y brillante, formándose una nebulosa planetaria. Un ejemplo claro de este fenómeno es la nebulosa planetaria NGC 7293 observada en la Constelación de Acuario.

Después de algunos millares de años, la envoltura eyectada se disipa y sólo queda el núcleo central, de masa similar a la del Sol o inferior, que se va enfriando lentamente.

Puesto que la temperatura del núcleo no permite la fusión del carbono y del oxígeno, este mecanismo no puede oponerse ya a la contracción gravitatoria.

Se ha comprobado que los núcleos residuales de nebulosas planetarias sufren una drástica contracción dando lugar a estrellas de gran densidad, pequeño tamaño y elevada temperatura superficial, llamadas *enanas blancas*. La posibilidad física

de la existencia de enanas blancas fue puesta de manifiesto ya en 1925 por R. H. Fowler.

Cuando la estrella alcanza, por contracción gravitatoria, tales densidades, no pueden existir estructuras atómicas en su interior, sino que los electrones se independizan de sus átomos correspondientes, quedando éstos como iones positivos. En este estado se dice que los electrones están degenerados. La degeneración electrónica es un efecto cuántico, explicable gracias al principio de exclusión de Pauli, que impide que dos electrones ocupen un mismo estado cuántico, dando lugar a que se desplacen con gran rapidez. Es decir, los electrones se acercan más unos a otros a costa de aumentar su energía cinética, que en este caso es totalmente independiente de la temperatura y sólo depende de la densidad.

El estado de una enana blanca corresponde, por tanto, a un equilibrio entre la gravedad y la presión de electrones degenerados.

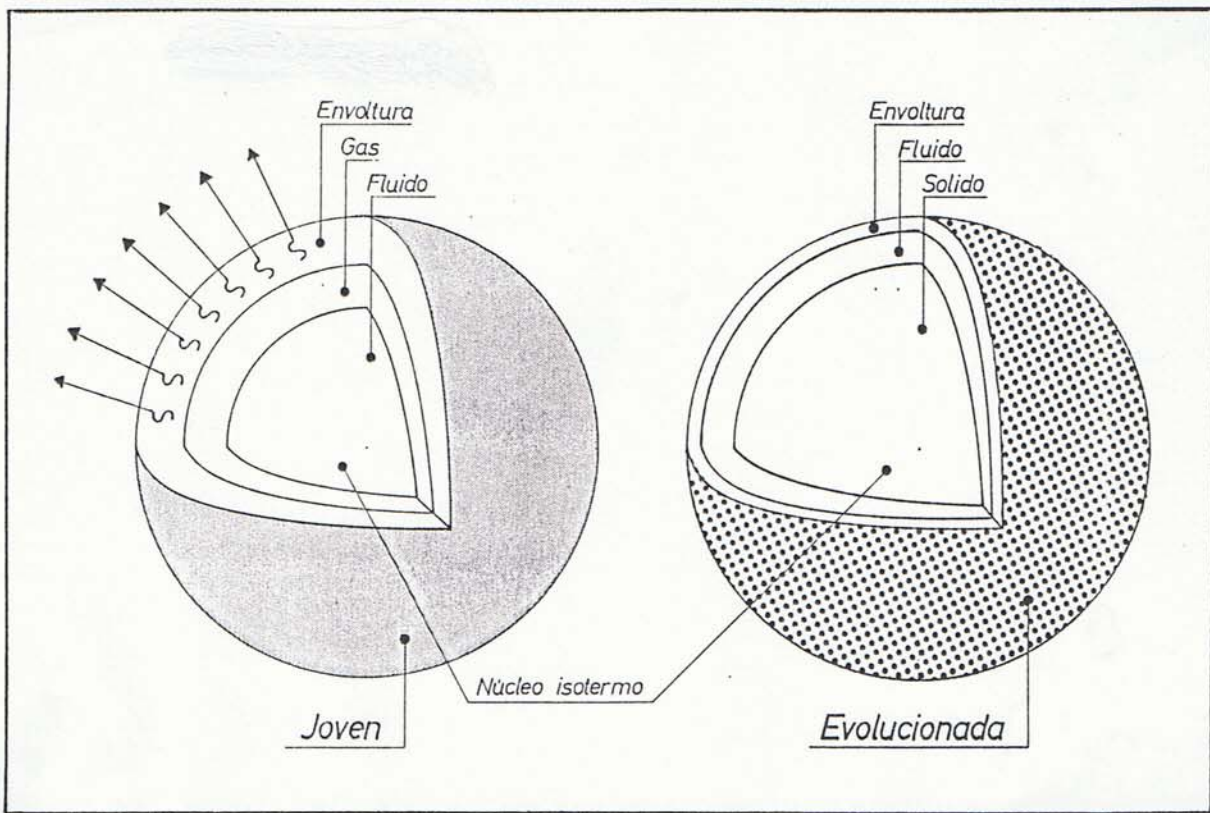
Hasta la actualidad se han identificado más de 250 enanas blancas, de las que la más pequeña tiene un diámetro mitad que el de la Luna. También se han observado estrellas binarias compuestas por dos enanas blancas.

Las propiedades mecánicas de las enanas blancas se deben fundamentalmente a los electrones degenerados, tal como ocurre en los metales. El interior de una enana blanca tiene una conductividad térmica muy elevada, por lo que su temperatura es uniforme. Esta temperatura varía desde algunas decenas de millones de grados Kelvin en enanas blancas jóvenes, a algunos millones de grados Kelvin en las más viejas.

El núcleo isoterma de las enanas blancas está rodeado de una delgada capa de materia no degenerada, que es mala conductora del calor. Aunque la masa de esta capa no llega al 0,1 % de la masa total, el papel de aislante que realiza es muy importante, ya que hace que el enfriamiento sea muy lento.

Así pues, la enana blanca evoluciona manteniendo constante su tamaño y enfriándose lentamente por difusión de radiación a través de su capa superficial aislante. De este modo puede continuar brillando durante miles de años, extrayendo energía de la energía cinética de sus iones positivos.

EVOLUCION DE UNA ENANA BLANCA



La estructura y evolución de una enana blanca está totalmente determinada por las propiedades particulares de la materia que contiene. A las enormes densidades que existen en el interior de estas estrellas, los electrones obedecen a una estadística particular que describe la mecánica cuántica: se llaman *degenerados* y son capaces entonces de oponer al peso de la estrella una resistencia muy superior a la de la presión térmica de la materia ordinaria. Como, además, los electrones degenerados son excelentes conductores del calor, uniformizan rápidamente la temperatura interna. Una enana blanca posee, esencialmente, un núcleo isoterma que contiene más del 99% de su masa, rodeado de una delgada capa opaca que desempeña el papel de un aislante térmico entre el interior, muy caliente, y el medio interestelar mucho más frío. Como la enana blanca no posee ninguna fuente de energía, aparte de la térmica, se enfriará lentamente en el curso del tiempo. La figura representa dos etapas de esta evolución. La temperatura del núcleo isoterma alcanza algunas decenas de millones de grados en la fase joven (caliente) de la estrella, mientras que es de algunos millones de grados en la fase evolucionada (fría). Como la presión de los electrones degenerados es independiente de la temperatura, esta evolución tiene lugar a radio constante. Al mismo tiempo, disminuye el grosor de la capa externa, pero su opacidad aumenta. Las figuras muestran exageradamente el grosor de esta capa que sólo supone un pequeño porcentaje del radio de la estrella. Estos dos factores conjugados provocan una disminución importante de la luminosidad. Con la disminución de la energía térmica que proviene del movimiento de los iones, éstos se vuelven cada vez menos móviles (pasan progresivamente de un estado fluido a un estado sólido). Esta progresión tiene lugar a partir del centro de la estrella y corresponde al agotamiento de la reserva de energía. Finalmente la enana blanca queda completamente cristalizada, fría e invisible.

Mientras la energía cinética de los iones es elevada, la interacción entre ellos es muy pequeña, pero, al irse enfriando la estrella, llega un momento en que la energía potencial electrostática de los iones hace que sus movimientos sean dependientes. Así, los iones han pasado de comportarse como un gas perfecto a hacerlo como un fluido.

El progresivo enfriamiento hace que los iones acaben fuertemente ligados entre sí y formen un sólido cristalino de dureza inimaginable. Llegado este estado de equilibrio, la estrella apenas emite radiación y se ha convertido en una enana negra inobservable.

Los cambios mencionados se efectúan en tiempos del orden de miles de millones de años. La edad del Universo se estima entre diez mil y veinte mil millones de años, por lo que pudiera ocurrir que todavía no hubiese ninguna enana negra en nuestra galaxia, e incluso en el Universo.

El estudio de la composición y condiciones físicas reinantes en la pequeña atmósfera de las enanas blancas, es objeto de numerosos trabajos en la actualidad, habiéndose comprobado que dos terceras partes de las enanas blancas observadas poseen una atmósfera compuesta casi exclusivamente de hidrógeno, con minúsculas cantidades de otros elementos, y que la atmósfera de las restantes está compuesta casi exclusivamente de helio.

Los trabajos de S. Chandrasekhar, en los que se aplica la mecánica cuántica al estudio de las enanas blancas, demuestran que el tamaño adoptado por ellas viene impuesto por su masa, de forma que cuanto mayor es ésta, menor es el radio de la enana blanca. Además, existe un valor límite de la masa (masa de Chandrasekhar) por encima del que no es posible la formación de una enana blanca, ya que en tal caso la presión degenerada no puede contrarrestar a la atracción gravitatoria, y la contracción de la estrella debe continuar. El valor de la masa límite de Chandrasekhar es de 1.4 veces la masa solar.

EVOLUCION HACIA SUPERNOVA

Hemos visto que las estrellas cuya masa inicial no es superior a 5 masas

solares, acaban como enanas blancas de masa inferior a la masa límite de Chandrasekhar. Sin embargo, estrellas con masa inicial superior evolucionan dando lugar a residuos cuya masa excede dicho límite, y por lo tanto deben acabar en forma de objetos más compactos que las enanas blancas.

El valor crítico de la masa inicial para que el residuo no exceda el límite de Chandrasekhar no se conoce con exactitud, aunque se estima en torno a las 5 masas solares, cantidad que, por concretar, tomamos como referencia.

En estrellas cuya masa es superior a 5 masas solares, también existe una fase de formación de un núcleo de carbono y oxígeno, pero las temperaturas alcanzadas permiten nuevos procesos de fusión, que dan lugar a la formación de núcleos de neón y silicio. Una última reacción de fusión combina núcleos de silicio para formar el isótopo corriente del hierro ^{56}Fe , que es el más fuertemente ligado. Ya no se producen ulteriores fusiones puesto que absorberían energía en lugar de liberarla.

Cuando se inicia la reacción de fusión final, empieza a formarse en el centro de la estrella un núcleo constituido principalmente por hierro, dentro de una capa de silicio, aumentando constantemente la masa del núcleo inerte que está sometido a gran presión. La situación de este núcleo es la misma que la de una enana blanca. La contracción gravitatoria se evitará por la presión degenerada mientras no se sobrepase el límite de Chandrasekhar.

Una vez comenzada, la fusión del silicio prosigue a una velocidad vertiginosa, con lo que la masa del núcleo alcanza el límite de Chandrasekhar en un día aproximadamente y sufre entonces un violento colapso que dura menos de un segundo. Los sucesos más importantes de esta fase de colapso suceden en milisegundos y el resultado es la explosión de una *supernova*.

Este tipo de explosiones son las más potentes de las que se conocen en el Universo. El brillo de la estrella en explosión llega a ser mayor que el de una galaxia entera con sus miles de millones de estrellas. En el curso de unos meses, la estrella emite tanta luz como el Sol en miles de millones de años, y mayores cantidades de energía, además, en forma de energía cinética de la materia en explosión y de neutrinos.

Cuando termina la explosión, la mayor parte de la masa de la estrella se ha repartido por el espacio. Del núcleo puede quedar como resto una estrella de neutrones o quizá un agujero negro.

El análisis de los fenómenos físicos que acontecen en una supernova se presenta difícil, y para ello se desarrollan complejos programas de simulación por ordenador que intentan explicar los hechos observados. Estos modelos han de explicar cómo una supernova comienza con un colapso, pero sin embargo expulsa la mayor parte de la masa de la estrella.

Se cree que la formación de una onda de choque propagándose hacia el exterior hace que, a partir de una cierta superficie de retorno, el proceso de colapso se invierta produciendo una explosión en lugar de una implosión.

La compresión que se produce en la fase inicial de la implosión del núcleo eleva su temperatura, y una fracción de núcleos de hierro se rompe en núcleos más pequeños, aumentando el número de partículas nucleares, y por lo tanto la contribución de éstas a la presión. Sin embargo, esta disociación de núcleos absorbe energía que procede de los electrones. La pérdida de presión electrónica supera a la ganancia de presión nuclear. El resultado neto es la aceleración del colapso, que se realiza de forma ordenada hasta que el núcleo de la estrella llega a sobrepasar en densidad la de los núcleos atómicos más pesados. El colapso se detiene entonces bruscamente (instante de *máximo quebranto*), después el núcleo de la estrella recobra una densidad como la de los núcleos atómicos pesados y, como ya se ha indicado, más allá de un cierto radio, toda la materia de la estrella se expulsa en la explosión.

Las reacciones nucleares que se producen en la explosión forman núcleos pesados de Si, Mg, Fe, Co y otros, que aumentan las cantidades de estos elementos en el medio interestelar. Estos átomos desempeñan un papel importante en la evolución de otras estrellas y en el posible surgimiento de la vida en los sistemas planetarios que se forman a partir del gas interestelar abundante en ellos.

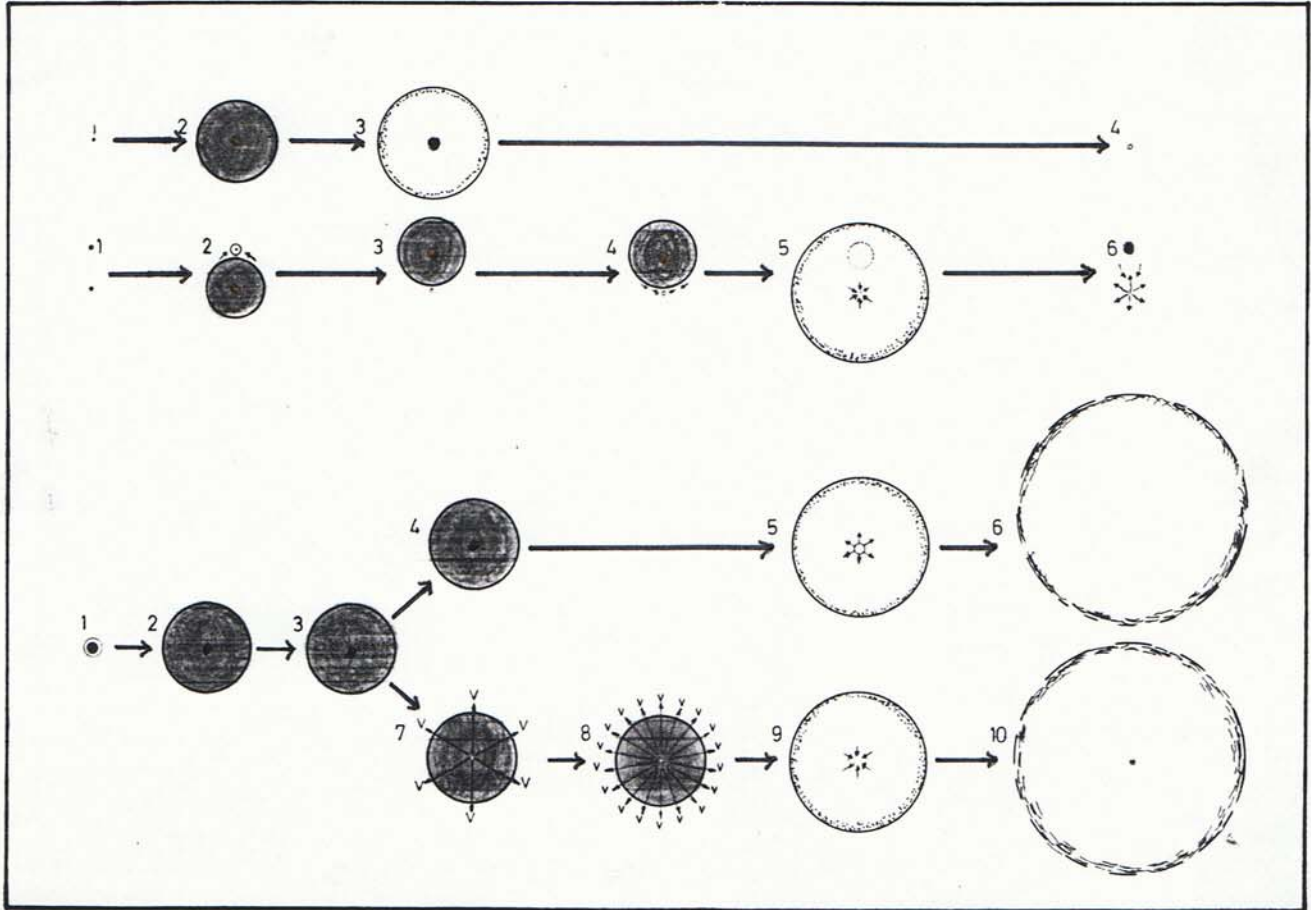
La evolución de la supernova es distinta para estrellas de masas diferentes. Una estrella dotada de una masa sólo unas cuantas veces superior a la del Sol fusiona hidrógeno en su núcleo dando helio de un modo estable durante varios miles de millones de años . Cuando la mayor parte del hidrógeno se ha consumido,

el núcleo de la estrella se contrae, mientras que la parte exterior se expande, y la estrella se transforma en una gigante roja. Las capas exteriores de la gigante roja pueden ser expulsadas por la estrella como nebulosas planetarias, quedándose lo demás como una enana blanca estable . Se cree que las supernovas del tipo I son uno de los componentes de los sistemas llamados estrellas dobles , siendo su evolución al principio igual a la evolución de una estrella que estuviera sola. Cuando llegan al estado de enana blanca , se transfiere, de repente, materia procedente de la estrella compañera, aumentando la materia de la enana blanca; ello provoca que su masa sobrepase el límite crítico de 1.44 masas solares. En ese instante, el núcleo de la enana blanca se colapsa violentamente desprendiendo energía como una supernova y quedando un sistema binario compuesto de una estrella gigante ordinaria y de una fuente de rayo X. Para una estrella dotada de una masa muy superior a la del sol , ocurre algo distinto en la evolución de una supernova. Estas estrellas fusionan también hidrógeno en su núcleo dando helio a lo largo de varios centenares de millones de años ; cuando el hidrógeno está a punto de agotarse se contrae el núcleo, se expanden las capas exteriores de la estrella y ésta se convierte en una gigante roja . El hidrógeno continúa quemándose en la capa que envuelve al núcleo, mientras que éste se contrae hasta que alcanza la capacidad de fusionar helio dando carbono . Cuando el helio está a punto de agotarse, el núcleo empieza a quemar el carbono. Así, puede sobrevenirle a la estrella una de dos catástrofes: La misma ignición del carbono puede producir inestabilidades, que detonarían la estrella como una supernova del tipo II no dejando nada más que una masa gaseosa en expansión o , si el carbono quema sin incidentes, las altísimas temperaturas del núcleo generarían neutrinos con intensidad creciente, consumiendo la energía de la estrella y causando en su núcleo un colapso total. Un haz final de neutrinos se lleva gran parte del momento de rotación de la gigante roja, lo que hace explotar su envoltura. La explosión deja un residuo gaseoso con un púlsar.

ESTRELLA DE NEUTRONES

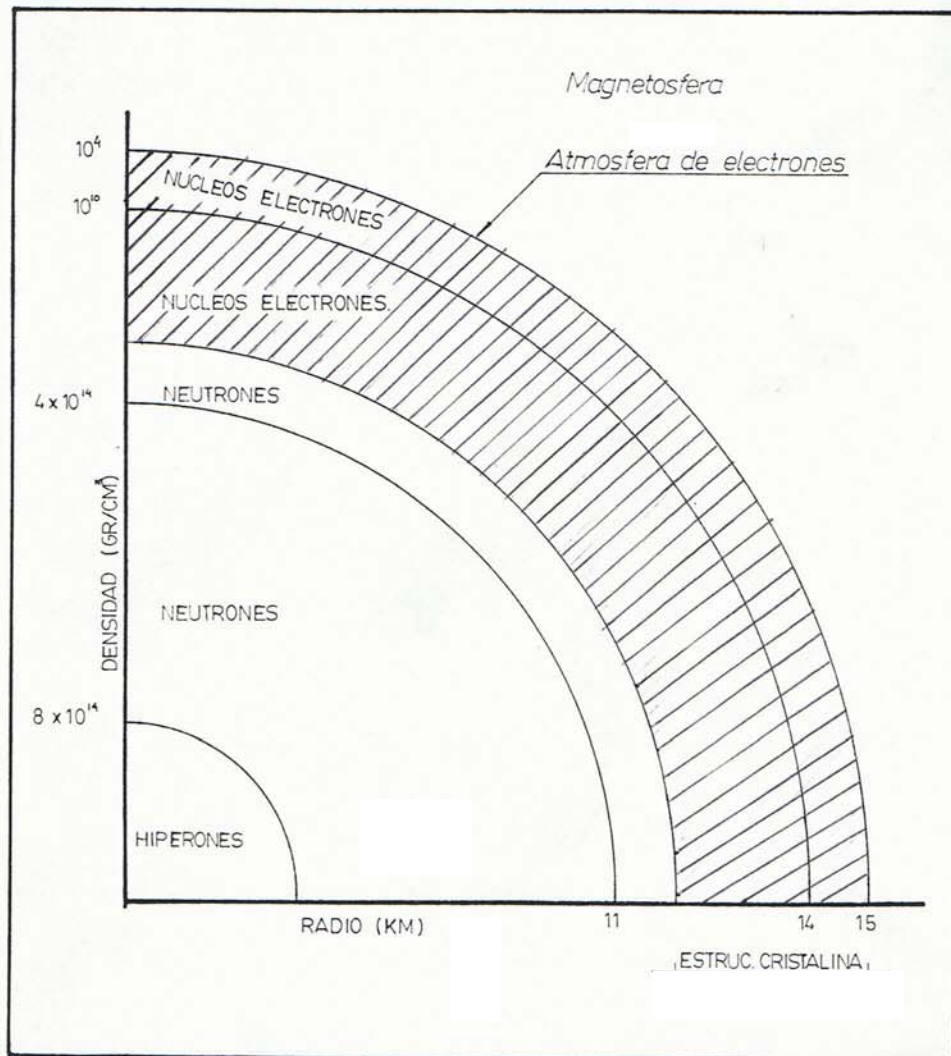
En el colapso del núcleo de la estrella que acompaña a su explosión como supernova, la energía gravitatoria liberada se invierte en destruir los núcleos de hierro. Cuando éstos han quedado fraccionados en su totalidad en núcleos de helio y neutrones, la energía gravitatoria vuelve a producir una elevación de la

EVOLUCION DE UNA SUPERNOVA



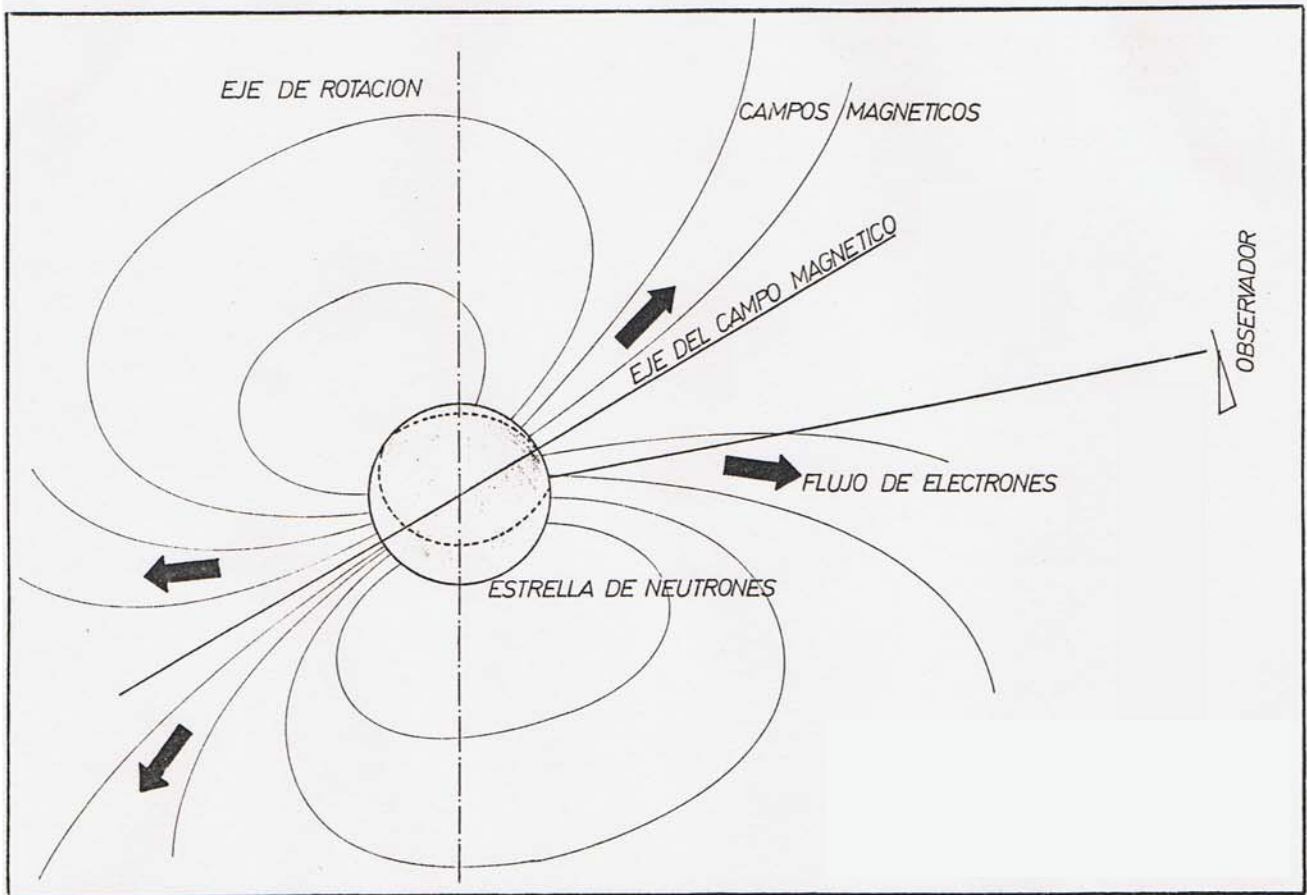
La evolución de la supernova es distinta para estrellas de masas diferentes. Una estrella dotada de una masa sólo unas cuantas veces superior a la del Sol (*fila de arriba*) fusiona hidrógeno en su núcleo dando helio de un modo estable durante varios miles de millones de años (1). Cuando la mayor parte del hidrógeno se ha consumido, el núcleo de la estrella se contrae, mientras que la parte exterior se expande, y la estrella se transforma en una gigante roja (2). Las capas exteriores de la gigante roja pueden ser expulsadas por la estrella como nebulosas planetarias (3), quedándose lo demás como una enana blanca estable (4). Se cree que las supernovas del tipo I son uno de los componentes de los sistemas llamados estrellas dobles (*segunda fila*), siendo su evolución al principio (1 y 2) igual a la evolución de una estrella que estuviera sólo. Cuando llegan al estado de enana blanca (3), se transfiere, de repente, materia procedente de la estrella compañera (4), aumentando la materia de la enana blanca; ello provoca que su masa sobrepase el límite crítico de 1.44 masas solares. En ese instante, el núcleo de la enana blanca se colapsa violentamente

INTERIOR DE UNA ESTRELLA DE NEUTRONES



En el interior de una estrella de neutrones, la materia se encuentra en la forma más condensada en que se ha observado. Más del 99% de su masa se encuentra formando un fluido de neutrones. Su núcleo interior puede estar constituido por partículas elementales más pesadas (hiperones), cuyo comportamiento con la densidad, presión y temperatura no se conoce todavía en detalle.

PULSAR



Reciben el nombre de púlsares las estrellas de neutrones en rotación con el eje magnético inclinado con respecto a su eje de giro. La emisión de ondas de radio es generada por los electrones que se mueven a velocidades próximas a la de la luz siguiendo trayectorias helicoidales alrededor de las líneas de fuerza del campo magnético. Esta radiación, muy directiva, sólo se emite dentro de un pequeño ángulo sólido en torno a las líneas de fuerza. Para que se capte en nuestro planeta la emisión de un púlsar, su eje magnético ha de hallarse orientado hacia la Tierra. Se observará, pues, en forma de impulsos periódicos.

temperatura que alcanza valores del orden de veinte mil millones de grados Kelvin. A esta temperatura los núcleos de helio se desintegran en protones y neutrones. El núcleo central continúa su colapso hasta que, dependiendo del valor de su masa total, acaba como estrella de neutrones o como agujero negro.

Trabajos recientes en el campo de las supernovas proponen que las estrellas cuya masa inicial es superior a unas 20 masas solares, dejan tras la explosión un resto compacto superior a 2,5 masas solares. En este caso la gravedad adquiere una intensidad tal que ningún proceso conocido puede evitar el colapso que, según se cree, debe continuar hasta formar un agujero negro.

Si la masa del núcleo central es menor que 2,5 masas solares, se llega a un equilibrio en que la materia, en forma de neutrones, tiene una densidad como la de un núcleo atómico pesado y una temperatura de unos cien mil millones de grados Kelvin.

Hasta el momento se han observado unas 330 estrellas de neutrones, que presentan una emisión periódica, y por ello se denominan púlsares.

La identificación más clara de un púlsar como resto de la explosión de una supernova se debe al descubrimiento en 1968, por parte D. Staelin y E. Reifenstein, de un púlsar en el centro de la Nebulosa del Cangrejo. Esta nebulosa es el resto de una supernova que fue registrada en el año 1054 por astrónomos chinos, al observar una estrella nueva en la Constelación del Toro, cuyo brillo fue durante algunos días superior al de la Luna llena y que se extinguió lentamente durante algunos meses.

La rápida rotación de las estrellas de neutrones se debe a la conservación del momento angular que poseía la estrella antes de la contracción. El periodo de rotación está comprendido entre milisegundos y algunos segundos.

En una estrella de neutrones se pueden distinguir cuatro zonas: una atmósfera de electrones libres que tiene algunos centímetros de espesor; una corteza cristalina compuesta fundamentalmente por átomos de hierro y que tiene algunos kilómetros de espesor; una gruesa zona intermedia superfluida compuesta de neutrones y que contiene el 99 % de la masa total, y un núcleo central de partículas elementales pesadas (probablemente hiperones).

La estrella de neutrones posee, además, una intensa magnetosfera, donde se aceleran partículas cargadas que producen radiación de sincrotrón.

El giro de la estrella de neutrones en torno a un eje inclinado respecto del eje magnético hace que sólo cuando éste está orientado hacia la Tierra podamos captar la radiación de sincrotrón, que se concentra en un ángulo sólido muy pequeño en torno al eje magnético.

Hasta el momento no se ha sugerido detalladamente ningún mecanismo físico que explique correctamente la emisión de impulsos de una estrella de neutrones en rotación. Sin embargo, se sabe que la energía radiada se extrae de la energía cinética de rotación de la estrella, por lo que ésta se va frenando y el periodo del púlsar aumenta lentamente. Este fenómeno permite determinar la edad de los púlsares.

Aunque el periodo del púlsar aumenta continuamente, se observa en ocasiones una súbita disminución del mismo. (*glitche*). La causa de ello es que, al disminuir la velocidad de rotación, las fuerzas centrífugas disminuyen y la estrella tiende a contraerse. La contracción produce un brusco resquebrajamiento de la capa cristalina externa (*terremoto estelar*). La conservación del momento angular hace que cuando la estrella de neutrones sufre la contracción repentina, su velocidad de giro aumenta súbitamente y se acorta el periodo del púlsar.

Del análisis precedente se deduce que la evolución de una estrella de neutrones discurre de forma que su velocidad de giro disminuye gradualmente, aunque con posibles aumentos bruscos, y que los impulsos van disminuyendo en intensidad. Con el tiempo, dichos impulsos se hacen muy tenues y la pequeña estrella queda indetectable, a no ser por sus efectos gravitatorios sobre objetos próximos a ella.

AGUJERO NEGRO

Las estrellas cuya masa inicial es superior a unas 20 masas solares dejan, tras su explosión como supernovas, un residuo denso con masa superior a 2,5 masas solares. No parece probable que este residuo pueda mantenerse en forma de estrella de neutrones, ya que la existencia de estrellas de neutrones tan pesadas está en contradicción, bien con el principio de causalidad, o bien con la Teoría

General de la Relatividad y las otras teorías que se presentan como posibles alternativas a ésta.

Una estrella muy masiva acaba agotando su combustible nuclear y colapsa por la acción de la gravedad. Al disminuir el tamaño de la estrella, el campo gravitatorio se hace cada vez más intenso en su superficie y, en consecuencia, aumenta la velocidad mínima que ha de tener una partícula para poder escapar a la acción gravitatoria, denominada velocidad de escape.

Cuando el radio se ha reducido a unos 30 km., la velocidad de escape habrá llegado a tener el mismo valor que la velocidad de la luz. A partir de ese momento decimos que se ha formado un *agujero negro*. La gravedad producida por tal objeto es tan intensa que nada, ni siquiera la luz, puede salir de él.

En torno al agujero negro se puede definir una superficie (llamada superficie de Schwarzschild u horizonte singular) que marca el límite a partir del cual ningún objeto puede retornar al espacio exterior a ella.

Por el momento, los agujeros negros son entes teóricos. Ahora bien, análisis de los rayos X detectados experimentalmente, provenientes de fuentes como Cisne X- 1, V-861 de Escorpión y otras, apuntan hacia la existencia real de dichos agujeros negros.

El hallazgo de agujeros negros presenta dificultades desde el punto de vista experimental, ya que únicamente pueden ser detectados de forma indirecta por sus efectos gravitacionales sobre otra estrella. Tales efectos pueden aparecer como desplazamientos Doppler en el espectro de una estrella visible compañera.

Además, la proximidad de un agujero negro a otra estrella puede provocar una transferencia de masa de ésta a un disco de acrecencia formado en torno al agujero negro. El calentamiento de la materia comprimida en el disco de acrecencia hace que éste emita rayos X.

Todos los elementos característicos del modelo de agujero negro se presentan en Cisne X-1, donde existe una estrella visible que órbita alrededor de otra invisible a la que suministra masa, formando un disco de acrecencia emisor de rayos X. Se da la circunstancia de que la estrella invisible situada en el centro del

disco posee demasiada masa para poder ser una estrella de neutrones. Todos los modelos que tratan de interpretar las observaciones evitando la existencia de un agujero negro presentan dificultades que los hacen prácticamente insostenibles.

La existencia de agujeros negros en los núcleos de galaxias activas como nuestra Vía Láctea, o en cuásares, también se apunta con insistencia como una explicación a los fenómenos observados.

En principio, no existe limitación teórica para el tamaño de un agujero negro, es decir, de su radio de Schwarzschild, pero resulta difícil concebir la formación de agujeros negros con masa inferior a 1,4 masas solares, ya que estos objetos darían lugar a enanas blancas o estrellas de neutrones.

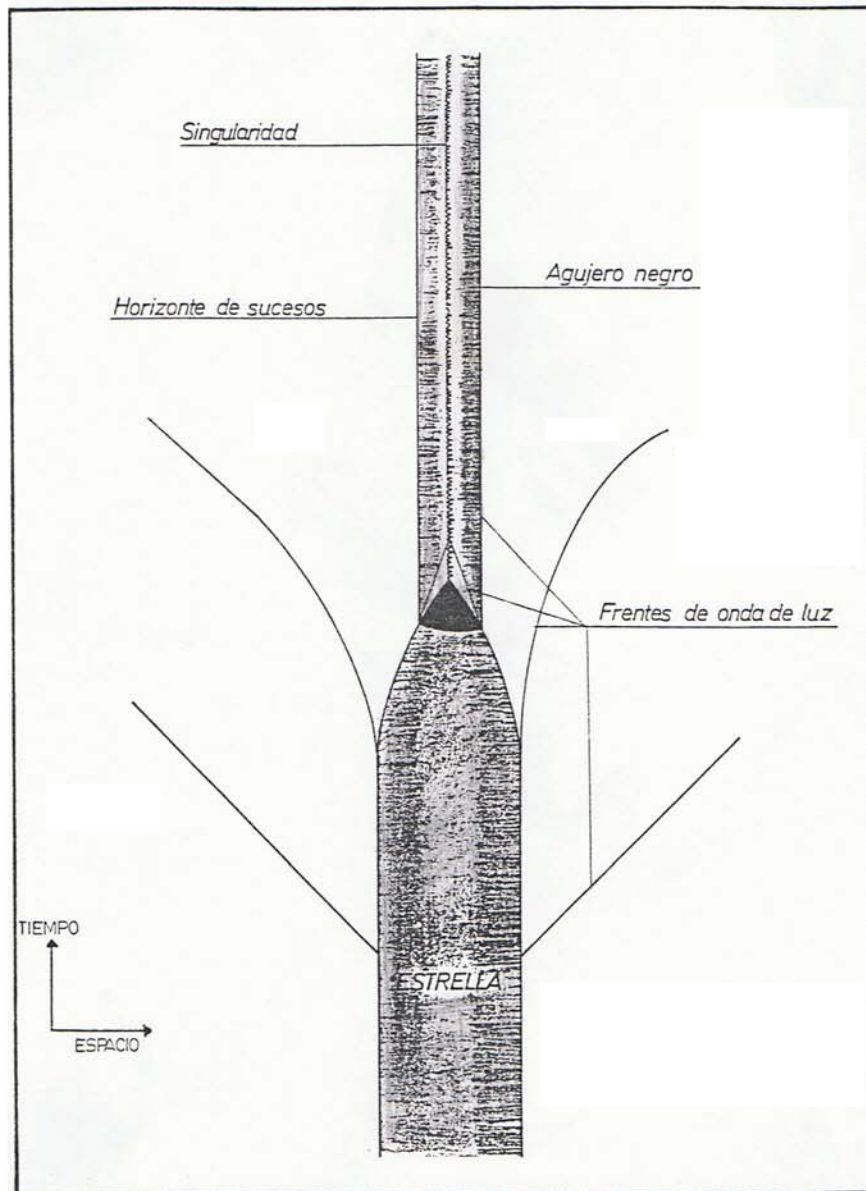
También es posible la existencia de numerosos microagujeros negros, con pequeña masa, formados por el colapso de regiones fuertemente comprimidas en el medio caliente y denso que existió poco después de la Gran Explosión en la que se originó el Universo. La existencia de microagujeros negros no ha podido ser demostrada experimentalmente.

Los estudios teóricos realizados por S. W. Hawking y otros, demuestran que, cuando se forma un agujero negro por colapso gravitatorio, éste pasa rápidamente a un estado estacionario caracterizado únicamente por tres parámetros: masa, momento angular y carga eléctrica. Una consecuencia de este teorema es que el estado final de un agujero negro es independiente del tipo de materia o antimateria que lo originó, así como de cualquier otra magnitud distinta de las tres mencionadas.

La aplicación de la Mecánica Cuántica y la Teoría General de la Relatividad al estudio de los agujeros negros da como resultado que éstos emiten térmicamente partículas y radiaciones como un cuerpo caliente ordinario, con una temperatura equivalente proporcional a la gravitación en la superficie de Schwarzschild e inversamente proporcional a la masa. La mencionada emisión puede interpretarse por medio del fenómeno cuántico denominado efecto túnel.

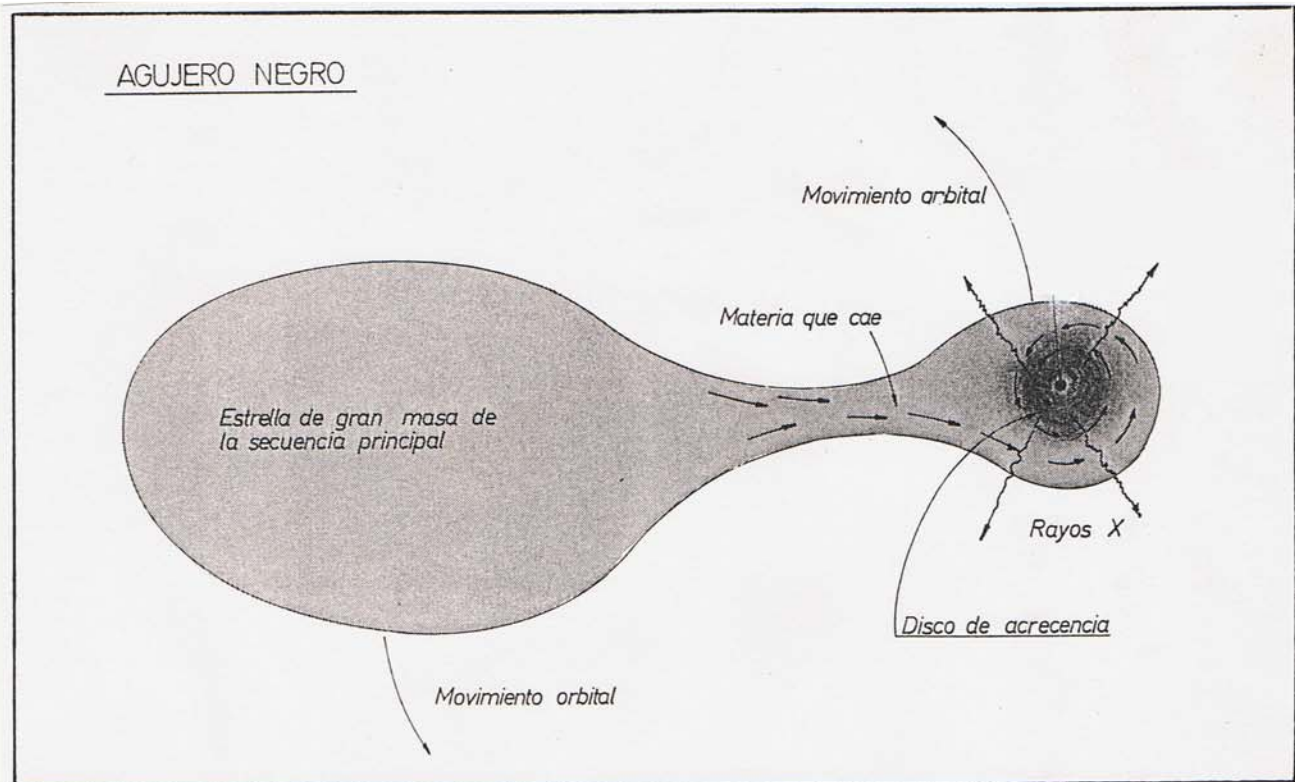
La consecuencia de la emisión de los agujeros negros es que éstos se evaporan con el tiempo. Sin embargo, para el caso de un agujero negro procedente del colapso de una estrella, y por tanto con masa elevada, el tiempo medio

COLAPSO GRAVITATORIO



El colapso gravitatorio de una estrella se representa en este diagrama espacio-tiempo en el que se han suprimido dos de las tres dimensiones espaciales. La dimensión vertical es el tiempo. Cuando el radio de la estrella alcanza un valor crítico, el radio de Schwarzschild, la luz emitida por la estrella ya no puede escapar, sino que se mantiene en este radio, formando el horizonte de sucesos, o contorno del agujero negro. Dentro del agujero negro la estrella continúa colapsándose hasta la singularidad.

AGUJERO NEGRO



Se ha visto que en algunos sistemas dobles pueden existir objetos compactos (estrellas de neutrones o agujeros negros). En estos sistemas hay materia que va cayendo en espirales desde la estrella ordinaria hacia el objeto compacto, formando un disco de acrecencia que gira. Cerca del objeto compacto el disco está lo suficientemente caliente para emitir rayos X.

necesario para la evaporación es muy superior a la edad actual del Universo, por lo que no es de esperar que este fenómeno se pueda observar.

Para un observador exterior, los procesos en la proximidad del horizonte singular se desarrollan con gran lentitud, llegando prácticamente a detenerse. Alrededor de tal horizonte, apenas exterior al mismo, está la superficie de la estrella que originó el agujero. La estrella colapsada y congelada en el tiempo no emite luz y por lo tanto es negra.

En realidad el tiempo sólo se detiene en el entorno de un agujero negro para un observador situado a gran distancia. Para un teórico observador en las cercanías del horizonte singular, éste puede ser atravesado; el tiempo no se detiene, sino que el observador que atravesase dicho horizonte sería arrastrado irremediabilmente hacia la singularidad central.

Las características de la observación de un agujero negro desde el exterior son las únicas que podrían comprobarse experimentalmente.

EVOLUCION DE LAS ESTRELLAS DOBLES

La mayor parte de las estrellas observadas pertenece a sistemas de estrellas dobles (*sistemas binarios*). El estudio de la evolución de estos sistemas permite avanzar en la comprensión de muchos fenómenos cósmicos, como son, por ejemplo, las novas y las supernovas de tipo I.

Aquellos sistemas cuya estructura doble se aprecia por observación directa se denominan binarias visuales. Observaciones minuciosas durante largos periodos de tiempo han demostrado que cada una de las componentes de un sistema binario describe una órbita en torno a la otra; por consiguiente, están ligadas físicamente por su atracción gravitatoria. Los periodos de revolución de estrellas dobles visuales varían entre una decena y varias centenas de años.

Existen sistemas binarios cuya estructura doble se aprecia únicamente por desdoblamiento Doppler en sus líneas espectrales. Estas se denominan binarias espectroscópicas, y su periodo de revolución es más corto.

En un sistema binario la estrella de mayor masa evoluciona más rápidamente que su compañera, y, cuando alcanza la fase de gigante roja, llega a tener tales proporciones que gran cantidad de materia abandona su envoltura. Si la compañera está suficientemente próxima (*binaria compacta*), parte de dicha materia es atrapada por ella, con lo que ésta se hace mucho mayor y más pesada, y la otra fracción de materia se pierde en el medio interestelar. De la gigante roja sólo queda un núcleo de helio, su compañera, en cambio, se convierte en una estrella azul radiante. Un sistema de este tipo se denomina de Wolf-Rayet.

La estrella de helio continúa su evolución y termina por estallar. A estas explosiones se les denomina novas o supernovas de tipo I según sus características: interdistancia y masas iniciales. Como resultado de la explosión, la estrella de helio puede convertirse en una enana blanca o en una estrella de neutrones.

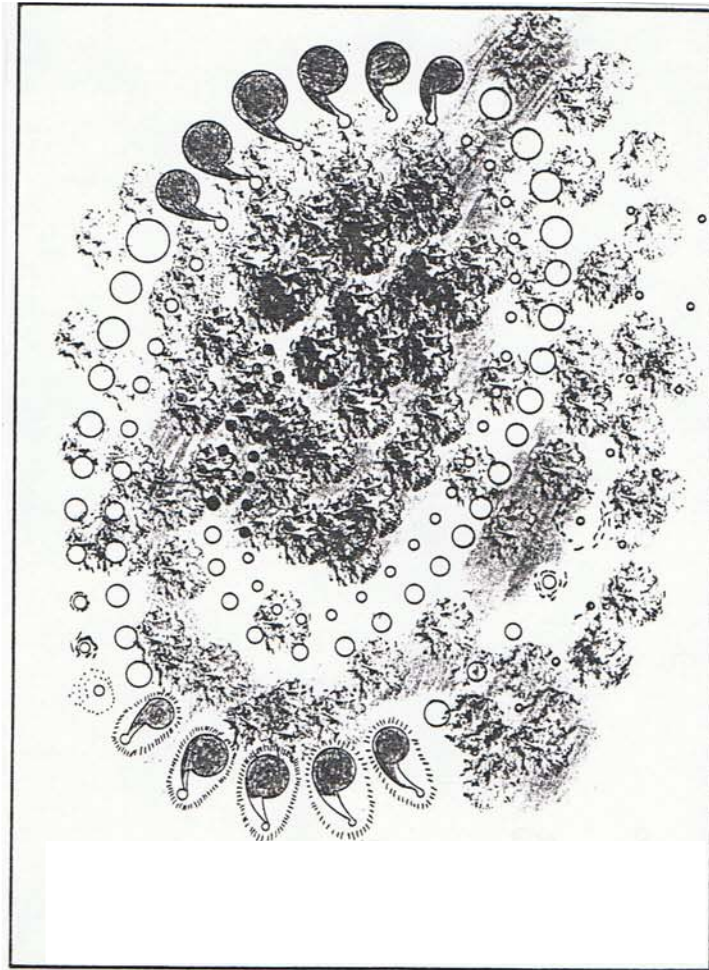
En algunos casos, las estrellas pueden independizarse en la explosión, pero es más frecuente que permanezcan ligadas.

Si, por ejemplo, el resultado es una estrella de neutrones, ésta estará rodeada de una nebulosa. La compañera proseguirá su evolución y perderá materia progresivamente, de forma que, al ser captada por la estrella de neutrones, producirá emisión de rayos X. Cuando la estrella luminosa llegue a la fase de gigante roja, perderá materia que se instalará alrededor del sistema, impidiendo entonces la emisión de rayos X. La nueva estrella de helio formada ahora también estallará, dando lugar a una enana blanca o a una estrella de neutrones que, muy probablemente, se independizará de su compañera.

El sencillo análisis desarrollado sirve únicamente como ejemplo de los fenómenos que ocurren en la evolución de un sistema binario. Dependiendo de las características iniciales del sistema, su evolución puede ser muy variada.

El desarrollo de modelos teóricos que hacen uso de programas de simulación por ordenador, también se manifiesta como una útil herramienta para el estudio de la evolución de sistemas binarios.

ESRELLAS DOBLES



El nacimiento de una estrella doble se produce a partir de una nube compuesta esencialmente de hidrógeno, helio y polvo. Partes de esta masa de gas se contraen y dan origen a estrellas, que, al principio, emiten en el infrarrojo, después en el rojo y el amarillo, y en el caso de las estrellas masivas en el azul. La estrella de mayor masa (que es también la de mayor diámetro y que en la figura aparece rodeada con el círculo mayor) evoluciona con más rapidez que las demás. Ya desde su formación comienza la fase de combustión del hidrógeno, y más adelante continúa con la fusión de helio en el núcleo. La estrella aumenta de tamaño de modo considerable y acaba convirtiéndose en una gigante roja. Grandes cantidades de materia abandonan su envoltura; una parte de esta materia se dirige hacia la compañera, que, después de haberla incorporado, se hace mucho mayor y más pesada; otra fracción se pierde en el medio interestelar. De la gigante roja sólo queda un núcleo de helio; su compañera, en cambio, se ha convertido en una estrella azul radiante. La estrella de helio continúa su evolución y termina por estallar; entonces se

BIBLIOGRAFIA

- ASIMOV, I. El Universo. Alianza, Madrid, 1981.
- BETHE, H. A. y BROWN, G. Así explota una supernova. Investigación y Ciencia, p. 24, julio, 1985.
- BOSS, A. P. Colapso y formación de estrellas Investigación y ciencia, p. 16, marzo, 1985.
- BROWN, G. E. y otros. Supernova Theory. Nuclear Physics A , 375, 481, 1982.
- DAVIES, P. El Universo desbocado. Salvat, Barcelona, 1985.
- FONTAINE, G. y WESEMAEL, F. Las enanas blancas. Mundo Científico, p. 612, junio, 1985.
- GOMEZ., J. Génesis de los púlsares. Investigación y ciencia, p. 8, mayo, 1984
- HAWKING, S. W. Black holes and thermodynamics Physical Review D, 13, 191, 1976.
- HAWKING, S. W. La mecánica cuántica de los agujeros negros. Investigación y Ciencia, p. 22, marzo, 1977.
- HAWKING, S. W. Particle creation by black holes. Communications in Mathematical Physics, 43, 199, 1975.
- LOORE, C. de Las estrellas dobles. Mundo Científico, 1, 386, 1981.
- REES, M. J. y STONEHAM, R. J. Supernovae: A survey of current research. Reidel Publ. Co., 1982.
- SCOVILLE, N. y YOUNG, J.S. Nubes moleculares, formación de estrellas y estructura galáctica Investigación y ciencia, p. 18, junio, 1984.

- SHIPMAN, H. L. Los agujeros negros, los cuasars y el Universo” Alhambra, Exedra 134, Madrid, 1982.
- WAGONER, R. V. y GOLDSMITH, D. W. Horizontes cósmicos. Labor, Madrid, 1985.
- WEINBERG, S. Los tres primeros minutos del Universo. Alianza, Madrid, 1984.