

# EVOLUCIÓN ESTELAR-3: Gigantes Rojas y evolución posterior.

---

(Rafael González Farfán)

Ya hemos visto que tanto las estrellas de la parte superior, como las de la inferior de la SP, terminan por “quemar su hidrógeno” y se apartan por la derecha de la SP. Lo que les sucede a continuación, es lo que vamos a ver ahora.

En principio, ya que las fuentes nucleares de energía se ha agotado, la estrella se dirige hacia su final, salvo que disponga de otros medios que le suministren más energía para poder seguir “viviendo”. Una de esas posibles fuentes es *la contracción gravitatoria*; al fin y al cabo, fue el proceso que la inició.

## **Agotamiento del hidrógeno en el centro de las estrellas.**

El centro de una estrella posterior a la SP está compuesto, sobre todo, de helio y metales más pesados. No se genera energía de tipo nuclear y por tanto, no hay nada que impida una nueva contracción gravitatoria de su núcleo. Esto tiene dos consecuencias. En primer lugar, la región central se calienta, y (segundo) la parte de la estrella en contacto con ese núcleo termina también calentándose mientras ese núcleo se contrae. Esto desencadena que el hidrógeno presente en esa capa, inicie “su ignición” y termine convirtiéndose en helio, el cual se añade a la zona central.

Las regiones centrales de las estrellas, tanto de la parte superior, como de la inferior de la SP, en estas primeras fases, están formadas por un núcleo en contracción (formado, sobre todo de helio) rodeado por una capa fina de “combustión” del hidrógeno. Debido al incremento de temperatura, la combustión del hidrógeno, se verifica entonces por el ciclo del carbono, en las estrellas de todas las masas.

En contra de lo que podrías suponerse, la estrella experimenta un aumento de tamaño; y esto es debido a que dado que la región central se está contrayendo, la temperatura en esa zona va creciendo y volviéndose más brillante. Esa energía, al actuar sobre la envoltura menos densa, la expande hacia fuera. En el diagrama HR, la estrella se va alejando por la derecha de la SP.

Así, el modelo teórico, presupone que el núcleo de la estrella es fundamentalmente helio, y que la mayor parte de la energía de la estrella procede del hidrógeno que se consume en la capa que envuelve a ese núcleo, admitiéndolo como un núcleo a temperatura estable (ya que apenas produce energía). Sin embargo, este modelo descrito presenta un inconveniente. Se descubrió hace algún tiempo que este tipo de núcleos son estables hasta un cierto límite. De hecho, si el núcleo pesa más que la décima parte del total de la estrella, el modelo resulta inestable. Esta restricción sobre el tamaño relativo, recibe el nombre de **límite de Schoenberg-Chandrasekhar**. Sin embargo, nuestros modelos para las estrellas tanto de la parte superior como inferior de la SP violan esa condición. Este hecho puede interpretarse como indicativo de que la futura evolución de estas estrellas necesita “ajustes” internos importantes. Veamos cuáles son.

## **Evolución posterior de una estrella de la parte inferior de la Serie Principal.**

La etapa evolutiva de las estrellas de esta zona ven crecer muy rápidamente su densidad en el núcleo central, hasta el extremo de que más que un tratamiento gaseoso, es aplicable un estado de físico de metal fundido, más bien. De hecho, el núcleo empieza a comportarse como una gran bola metálica en el centro de la estrella y conduce el calor bastante bien. Esto no significa, sin embargo que la estrella tenga mucho metal en su núcleo: sigue estando formado por helio, pero el helio, bajo condiciones extremas, tiene algunas propiedades bastante parecidas a la de un metal. La materia en este estado “comprimido” se la denomina “*degenerada*” El límite de Schoenberg-Chandrasekhar fue obtenido para estrellas con núcleo de helio gaseoso, y no es aplicable, por tanto, a “núcleos degenerados”.

Lógicamente, las estrellas con núcleo degenerado, dejan de comprimirse (siguiendo el comportamiento típico de sólidos). Son núcleos con temperaturas uniformes, pues por igual razón, la materia degenerada es buena conductora y cualquier diferencia de temperatura queda rápidamente equilibrada. Por fuera, existe una zona de helio parcialmente degenerado, y más hacia fuera una capa de “combustión” del hidrógeno y otra más tenue y extensa que forma la envoltura. Al igual que en la SP, la energía es transportada a través de la parte exterior de esta envoltura por convección, principalmente. La estructura de la estrella es la que se muestra en la figura.

La zona convectiva de la estrella se extiende hacia el interior, pero sin llegar a los lugares en donde se está “quemando” el hidrógeno. Esta incursión hacia los adentros de la estrella, hace que ésta se vuelva algo más brillante, y se refleje este hecho en el diagrama HR como un “codo” bien perceptible (ver figura)

Las estrellas ahora se han dilatado tanto que han alcanzado la región de las gigantes rojas en el diagrama HR. Se conocen varias estrellas de esta zona cuyo brillo varía regularmente. Tales modificaciones de brillo son debido a pulsaciones en la estrella asociadas a algún tipo de inestabilidad en la región donde se ionizan el hidrógeno y el helio.

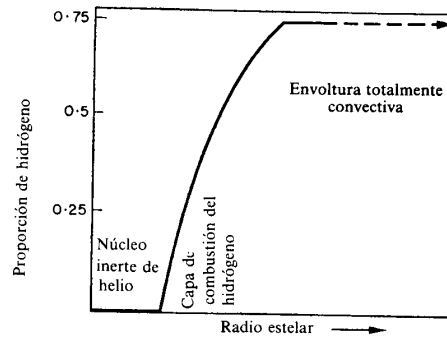


FIG. 45. Estructura de una estrella de la parte inferior de la serie principal en las últimas etapas de evolución a partir de la serie principal.

**Combustión del helio en las estrellas de la parte inferior de la serie Principal.**

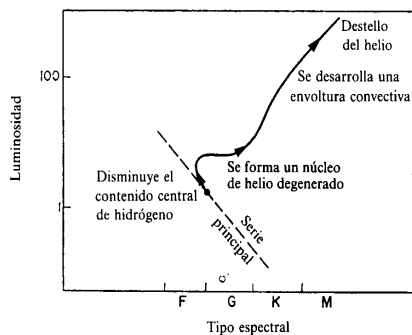


FIG. 46. Camino evolutivo de una estrella de la parte inferior de la serie principal, desde la serie principal hasta la región de las gigantes rojas. Las estrellas de la Población I y de la Población II siguen caminos similares, pero las de la Población II llegan a la región de las gigantes rojas con una inclinación mayor en el diagrama H-R que las de la Población I.

La interacción entre los núcleos de helio, es diferente en muchos aspectos a la interacción entre átomos de hidrógeno. Así, mientras el resultado de la fusión del hidrógeno, son núcleos de deuterio, estables, en el caso de la del helio, el resultado es berilio, inestable. Para que se formen núcleos estables a partir del helio, se requiere la colisión “triple alfa”, el cual sólo se hace posible en el estado degenerado de la materia y a la temperatura de los 100 millones de grados.

En el momento en que se alcanza la temperatura necesaria para generar el proceso triple alfa, y éste se produce, se genera más cantidad de energía y ello hace subir aún más la temperatura. Pero al ser la materia degenerada, este calor no produce una expansión, como haría en una estrella ordinaria, sino que esa materia degenerada se calienta aún más, lo que hace crecer el ritmo de colisiones de los

núcleos de helio: la situación se dispara y se vuelve completamente inestable, produciéndose en el núcleo una súbita explosión de energía. Este espectacular incremento energético hace alterar el estado del núcleo, pues ahora la presión necesaria para mantener la materia en su estado degenerado ha de ser muy sensiblemente mayor. Esto significa que la materia pasa a ser, de nuevo, gas ionizado, el cual tiende a expandirse. El proceso completo desde la ignición del helio hasta la expansión del núcleo recibe el nombre de “destello del helio”.

### Efectos del destello del Helio.

ES bastante difícil calcular las consecuencias del destello del helio, ya que su duración es escasa. Cuando sucede el destello, la estrella estalla súbitamente hacia fuera y se pone a pulsar hacia dentro y hacia fuera durante un rato. El resultado final del destello es una estrella que quema helio a carbono y luego a oxígeno en su núcleo y que quema hidrógeno en una capa superior. Aparecen por tanto, en la misma estrella, dos modos simultáneos y separados de obtención de energía.

Una estrella, tras el destello de helio, se sitúa inicialmente en algún lugar de la rama horizontal del diagrama HR. La posición exacta depende de la masa y de la composición química de la estrella. Cuanto menor sea la masa y menor la proporción de elementos pesados que el helio, tanto más azul será la estrella. Por lo tanto, estará tanto más hacia la izquierda en la rama horizontal. Esto aclara una de las diferencias más evidentes de los diagramas HR para los cúmulos galácticos y los globulares: mientras los últimos poseen ramas horizontales, los primeros no, ya que las estrellas de los cúmulos galácticos son más masivas y poseen más elementos pesados que las estrellas de los globulares.

La dirección de la evolución posterior de la estrella depende de las contribuciones a la luminosidad por parte de la capa de combustión del hidrógeno y del núcleo, con combustión de helio. Cuanta mayor sea la contribución de la primera, más probable es que la estrella evolucione del rojo al azul; y a la inversa: una contribución mayor del núcleo conlleva una evolución del azul al rojo.

Durante la combustión del helio en el núcleo, el camino de la estrella por el diagrama HR es bastante retorcido: se mueve hacia delante y hacia atrás, del rojo al azul, volviéndose constantemente más brillante, alcanzando de este modo una nueva rama "suprahorizontal". Finalmente se consume todo el helio.

Conforme continúa el proceso y la estrella escala posiciones en el diagrama HR, van surgiendo cada vez más posibilidades de que surjan mezclas de los combustibles, lo cual puede provocar, también, nuevas excursiones por el diagrama HR, pudiendo incluso llegar a cruzar las zonas de inestabilidad del diagrama HR (ver figura). Una de las consecuencias más interesantes de esa inestabilidad es la posibilidad de que existan pérdidas de masa. Es difícil calcular cuánta, aunque todo apunta a que sea una importante fracción de la masa total de la estrella. De hecho, parece posible que algunas estrellas en esta etapa expulsen casi toda su envoltura. El resultado podría ser algo muy parecido a las nebulosas planetarias observadas.

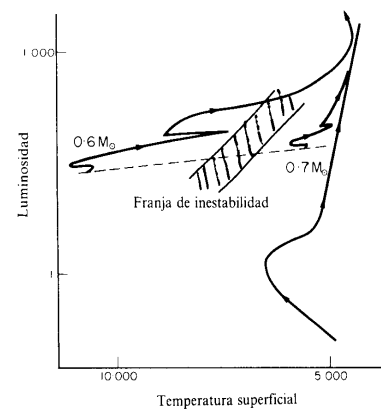


FIG. 47. Evolución anterior y posterior al destello del helio para una estrella de  $0.7 M_{\odot}$  y posterior al destello del helio para una estrella de  $0.6 M_{\odot}$ .

### Evolución posterior de una estrella de la parte superior de la Serie Principal.

Ya hemos visto que el criterio de Schoenberg-Chandrasekhar fija un límite superior al tamaño del núcleo de helio si la estrella tiene que ser estable tras abandonar la SP. Al principio, cuando la estrella de la parte superior de la SP comienza a quemar hidrógeno en una capa alrededor del núcleo, no se viola ese límite, pero cuando se añade más helio al núcleo a partir de la materia quemada de la capa, se alcanza una etapa en que se viola ese criterio. En ese instante, el núcleo comienza a contraerse rápidamente y la estrella se vuelve rápidamente hacia la derecha en el diagrama HR.

La diferencia principal entre las estrellas de la parte superior e inferior de la SP procede de las condiciones distintas en el centro. La estrella de la parte superior empieza con una temperatura central más alta y, como hemos visto, también con una densidad central más baja que una estrella de la parte inferior de la SP. Por tanto, la

ignición del helio sucede antes de que la materia del núcleo se vuelva degenerada. El cambio de luminosidad en el diagrama de HR es limitado, al contrario de lo que sucede con las estrellas de la parte inferior de la SP. Ambos tipos de estrellas van a parar a la región de las gigantes rojas: hay poca diferencia en la posición HR de una estrella de  $1M_{\odot}$  y de  $3M_{\odot}$  cuando se acercan al punto de ignición del helio. No así para estrellas de masas  $15M_{\odot}$ .

#### **Pérdida de masa y evolución de las estrellas de masa pequeña.**

Ya hemos visto que las estrellas de la parte inferior de la SP pueden perder fácilmente materia cuando evolucionan hacia la etapa de combustión del helio. Veremos ahora que también las de la parte superior pueden perder masa en las últimas etapas de su evolución.

Las pérdidas de masa importantes pueden afectar a la evolución estelar por alterar la energía disponible. De hecho, puede hablarse de límites de masa bajo los cuales no son posibles las reacciones nucleares, ya que ellas requieren densidades y temperaturas determinadas. Por ejemplo, una estrella de menos de  $1/2M_{\odot}$  no puede iniciar la ignición del helio; una de menos de  $3/4M_{\odot}$  no puede empezar a quemar el carbono; etc. Por tanto, una pérdida de masa puede afectar a la evolución posterior.

Así, en el caso de estrellas de masa igual o menor a la de  $1/2M_{\odot}$ , no sucederá el destello de helio. En vez de eso, se consume todo el hidrógeno que puede, disminuye de tamaño, se calienta y se desplaza en el HR hacia la región de las enanas blancas. El tiempo en este proceso es muy largo.

#### **Reacciones nucleares después de la combustión del helio.**

Existen pocos modelos evolutivos calculados para esta etapa, y todo lo que hay son conjeturas más o menos inteligentes y/o apoyados en conjeturas más o menos debatibles. Sólo hay una cosa segura y es que una estrella debe, tarde o temprano usar sus reservas de energía y completar su evolución.

Las reacciones posteriores a la de transformación de helio en carbono, dependerán de la densidad, temperatura y composición química de la estrella en el centro. En una estrella NO mezclada, cada capa más hacia el centro es más deficiente en elementos más ligeros: la capa más exterior es rica en hidrógeno, la siguiente no tiene hidrógeno, pero es rica en helio, la siguiente no posee ni hidrógeno ni helio, pero es rica en carbono, etc...En una estrella completamente mezclada, estas separaciones no existen, y el hidrógeno se quema por completo hasta que desaparece en toda la estrella para dar paso, luego, al mismo proceso pero con el helio.

En el caso de la inexistencia de mezclas, los modelos estelares están algo más avanzados. Así, el destino de los núcleos de helio no es sólo las colisiones triple-alfa, sino que pueden fusionar con núcleos de carbono y originar oxígeno. Si la temperatura alcanza los 16 millones de grados, los núcleos de carbono pueden interactuar entre sí originando más oxígeno, neon y magnesio junto con algo de sodio. También se producen flujos de partículas nucleares, tales como protones y neutrones que reaccionan con los núcleos presentes induciendo nuevas reacciones. Conforme va creciendo la temperatura, se van originando nuevas reacciones nucleares entre elementos pesados para generar otros nuevos elementos como silicio, azufre, fósforo (a los 1000 millones de grados) e incluso hierro (a los 3000 millones de grados)

#### **Evolución final de las estrellas de la Serie Principal.**

Las etapas finales de las estrellas es la peor conocida hasta el momento, aunque parece seguro que las estrellas que llegan a esta etapa han de provenir de la parte superior de la SP del HR.

La cuestión crítica es si la combustión del carbono se inicia o no en una materia degenerada. Parece probable que “el destello del carbono” en la materia degenerada sería muchísimo más violento que el destello del helio, originando cambios apreciables en la estrella. Por desgracia no es conocida la masa para la que se produce la degeneración, debido en parte a la incertidumbre de las pérdidas de energía por emisión de neutrinos de las reacciones nucleares. Parece posible que en toda estrella (de la SP) con masa original de menos de  $5M_{\odot}$  se desarrolle un núcleo degenerado de carbono y con masa de más de  $10M_{\odot}$  se produzca la ignición del carbono (y

del oxígeno) antes de que el núcleo se vuelva degenerado. Se desconoce en qué punto entre los 5 y 10  $M_{\odot}$  se produce el cambio de comportamiento.

El efecto de la emisión de neutrinos, al llevarse parte de la energía, es acelerar el ritmo de la evolución de la estrella. Si no se perdieran neutrinos en el espacio, la fase de combustión del carbono de una estrella típica de la parte superior de la SP duraría cien veces más.

Cuando los procesos evolutivos de la estrella han alcanzado la formación de hierro, es posible la coexistencia de hasta 9 capas distintas en la estrella. A partir de entonces, el destino de la estrella cambia radicalmente.

### *Vejez y muerte de las estrellas.*

Conforme las reacciones nucleares del proceso evolutivo estelar van avanzando, la energía que de cada una de ellas se va obtenido es cada vez menor, ya que los defectos de masa van siendo menores. Esta situación sigue hasta el hierro, ya que a partir de él, el proceso nuclear deja de ser exoenergético y pasa a necesitar energía para producirse.

#### **Fin de las estrellas de la parte superior de la Serie Principal.**

Parece más o menos claro lo que les sucede a las estrellas más masivas: a la temperatura de los 1000 millones de grados, o más, los neutrinos empiezan a llevarse muy rápidamente una alta proporción de la energía generada. El núcleo se contrae para compensar la pérdida y los cambios de estructura en la estrella se hacen evidentes en pocos años. Uno de los efectos de la contracción nuclear es la desintegración de los núcleos de hierro, ya que no pueden soportar la presión ejercida. El resultado de la rotura son neutrones o núcleos de helio.

La desintegración de los núcleos de hierro trae profundas consecuencias para la estrella. Por lo pronto, toda la energía que se precisó para formar ese hierro a partir del helio, se requiere ahora en la desintegración de un modo mucho más instantáneo, y el único modo de conseguirla es mediante la contracción gravitatoria, arrastrando además a las capas más externas de la estrella, a una temperatura muy inferior y con combustible nuclear disponible aún que ha de ser utilizado muy rápidamente. La situación, por tanto, se vuelve tremendamente inestable

#### **Final de las estrellas de menos masa.**

También las estrellas de masa intermedia (las del extremo inferior de la parte superior de la SP) tienen problemas cuando se acercan a su fin. El problema ahora es que se produce la ignición del carbono cuando está en estado degenerado. Esto conduce a una reacción en avalancha, con pérdidas de energía que crecen rápidamente y a la disipación en el espacio del propio cuerpo de la estrella. La situación se torna inestable y se inicia el proceso de contracción, por lo que la etapa final de estas estrellas consistirá en materia degenerada, inerte, desprovista de fuentes de energía y sometida a continua contracción. El problema que ahora se plantea es si la estrella podrá soportar la compresión. Eso dependerá de la masa de la estrella, y de hecho hay un límite por encima del cual la materia degenerada deja de soportar el peso de la estrella. Esa masa límite se conoce como *límite de Chandrasekhar* y no puede ser mayor que aproximadamente  $\frac{1}{2}M_{\odot}$ .

#### **Novas y Nebulosas planetarias.**

Las expulsiones rápidas de masa son sucesos explosivos que delatan la etapa final de la evolución de las estrellas. Tales explosiones van acompañadas de expulsiones de radiación, y no sólo en la zona visible del espectro.

Un primer ejemplo de esas explosiones son las novas, aunque bien es cierto que no son, en absoluto, explosiones catastróficas (al contrario que las supernovas). Tales explosiones de novas se suceden a ciertos intervalos y expulsan cantidades apreciables de materia.

Las novas (que pertenecen a sistemas binarios cerrados) son estrellas pequeñas y densas. En cambio, las nebulosas planetarias son generalmente, estrellas aisladas, densas y pequeñas. El problema de las nebulosas planetarias es que aún no se ha observado ninguna explosión estelar que las desencadene y sí de las novas. Se supone que el no haberse observado una explosión “nebulosa planetaria” obedece a que tal explosión es muy grande, por lo que sucede en contadas ocasiones.

### **Enanas Blancas.**

Los restos de masa inerte y degenerada que resultan de las explosiones anteriores se agrupan en una zona paralela y por debajo de la SP en el HR. Son las mal llamadas “enanas blancas”, con temperaturas que oscilan entre los 4000 y los 40000 °C, de modo que algunas más brillantes son realmente blancas. Su posición en el HR indican que su tamaño no ha de ser muy superior a la Tierra, y por tanto, muy densas. Dado que un número importante de enanas blancas pertenece a un sistema doble, se ha podido determinar su masa (por ejemplo, el primero que se midió y descubrió fue la compañera de Sirio). El valor medio medido de masas es de  $\frac{1}{2}M_{\odot}$ , que si lo combinamos con su tamaño, nos da idea de su altísima densidad, lo que hace sospechar el estado degenerado de la materia que la forma: sólo una fina capa superficial puede comportarse como gas normal y es la que deja la huella típica en el espectro.

Dado que la materia degenerada es buena conductora del calor, las enanas blancas poseen la misma temperatura en todos sus puntos, y dada la envoltura gaseosa (que forma una capa aislante) que posee, las pérdidas de calor se producen lentamente volviéndose poco a poco más fría y débil. Esta es la razón por la que hay toda una línea paralela inferior a la SP en el HR, representando tal el camino que siguen las enanas blancas al ir perdiendo calor.

Es fácil prever el destino último de las enanas blancas: si van perdiendo continuamente calor sin fuente que lo repongan, al final terminarán apagándose (“enanas negras”) que aunque no pueden observarse directamente, sí son delatadas por sus efectos gravitatorios. De todos modos, el tiempo necesario para alcanzar el estado de “enana negra” es muy grande.

### **Supernovas.**

Ya hemos visto las dos clases de supernovas existentes y las diferencias que existen entre ellas. A ellas hay que añadir que las supernovas del tipo I expulsan una cantidad mucho menor de materia que las del tipo II, lo que implica que las de la Población II son estrellas masivas, mientras que las supernovas de la Población I son de masa menor. La razón parece evidente. Por un lado, no quedan estrellas masivas de la población II, y por otro lado, las estrellas de masa pequeña de la PI no han alcanzado aún el final de su carrera evolutiva.. Por lo tanto, observamos que suceden explosiones violentas en estrellas que están en dos etapas distintas.

La explicación de las supernovas de la población I parece fácil: estas estrellas llegan a una crisis tras la aparición del hierro en sus núcleos.

La explicación de las supernovas de la población II (supernovas tipo I) es algo más confusa. Parece estar en la inestabilidad originada en la ignición nuclear de la materia degenerada. El destello de helio no genera inestabilidad, pero sí la del carbono.

### **Estrellas de neutrones.**

Resumidamente, los restos de una explosión supernova los constituyen las llamadas estrellas de neutrones.

A finales de la década de los 60 se descubrió cerca de la nebulosa del Cangrejo, una peculiar estrella que emitía pulsos de radiación a intervalos regulares de 30 veces por segundo. Más tarde se descubrió que también los emitía en otras longitudes de onda. A esta estrella y otras más descubiertas se las denominaron “pulsares”.

Los pulsos sólo podían explicarse teóricamente por una rápida rotación de la estrella, pero ninguna estrella podía rotar tan rápidamente, pues de otro modo, la atracción gravitatoria sería incapaz de “sujetar” el material estelar; a menos que la estrella en cuestión fuera muy densa y pequeña.

Hay estrellas que poseen una masa por encima del límite impuesto por la condición de Chandrasekhar, y por tanto, no podrá convertirse en enana blanca. Eso significa que la estrella “cae bajo su propio peso”, hasta el punto de que ni siquiera la presión electrónica es capaz de compensar la compresión, cayendo los electrones de los átomos hasta el núcleo interaccionando con ellos y formando neutrones y originando un “gas de neutrones”, de ahí su nombre de “estrellas de neutrones”.

En la actualidad se han detectado numerosos pulsares. Se ha notado que, además, el ritmo de pulsación de todos ellos está disminuyendo: se está frenando su velocidad de rotación. Los pulsos característicos de radiación están provocados realmente por la rotación de la estrella de neutrones, lo que implica que el efecto púlsar debe acabar desapareciendo. Debe haber, por lo tanto, un número aún mayor de estrellas de neutrones inertes a nuestro alrededor. Lógicamente, las estrellas de neutrones tienen que ser una característica bastante común de nuestra Galaxia. Aun así, hay un límite al número de estrellas que pueden evolucionar hasta la etapa de estrella de neutrones. El límite de Chandrasekhar existe porque hay una masa máxima que puede ser sustentada por la materia degenerada. De forma similar, hay una atracción gravitatoria máxima que puede ser soportada por la presión de los neutrones. Las distintas estimaciones teóricas de correspondiente masa límite varían, pero un valor máximo razonable sería de  $3 M_{\odot}$ . Nos enfrentamos por lo tanto de nuevo con la cuestión: ¿qué le sucede a una estrella moribunda si su masa supera este límite?

Supongamos que la explosión de una supernova deja tras sí un resto estelar bastante masivo. Violaría entonces los requisitos para ser estable, ya sea como enana blanca o como estrella de neutrones. Todo lo que puede hacer es seguir colapsándose, volverse cada vez más denso hasta alcanzar un punto crítico, desaparecer y formar un agujero negro. Tenemos por lo tanto tres formas en que las estrellas pueden morir: como enanas blancas, como estrellas de neutrones o como agujeros negros. Si bien podemos hablar de la estructura interna y del aspecto exterior de las dos primeras, evidentemente no podemos hablar de los agujeros negros de la misma forma. Esto significa, pues, que los agujeros negros están totalmente fuera de las posibilidades de observación. Si en un agujero negro hay acreción en cualquier cantidad, se produce lógicamente radiación. La razón es que la materia, al caer hacia un objeto muy pequeño, se comprime mucho. Por lo tanto se calienta: en realidad, se calienta tanto que llega a emitir copiosos rayos X. Estos últimos pueden ser detectados -aunque no lo pueda ser el propio agujero negro- y puede confirmarse así la existencia de tal agujero negro. Se ha encontrado como mínimo un agujero negro probable, el objeto de rayos X conocido como Cygnus X-1. El objeto emisor de rayos X es en este caso una componente de una estrella binaria: está acretando materia de la otra componente, que parece ser una estrella ordinaria. A partir de las observaciones del movimiento binario se han asignado masas provisionales a ambas componentes. La componente invisible tiene aparentemente una masa bien por encima del límite de  $3 M_{\odot}$  de las estrellas de neutrones que ya hemos dicho. Por consiguiente cumple las condiciones para ser un agujero negro.