

INDICE

Introducción

- Origen de las Estrellas
- Tipos de Estrellas
- Estrellas Dobles
- Estrellas Variables
- Evolución de las Estrellas
- Protoestrellas
- Estrellas de secuencia principal y supergigantes
- Gigantes rojas
- Enanas Blancas
- Enanas Negras
- Estrellas de Neutrones y Pulsares
- Magnitud de una Estrellas
- Color de las Estrellas
- Clases Espectrales
- Tamaño de las Estrellas
- Composición Química de una Estrella
- Muerte de una Estrella
- Supernovas
- Agujeros Negros
- Cúmulos Estelares
- Cúmulos Abiertos
- Cúmulos Globulares

XI. Conclusiones

Bibliografía

Introducción

Una **estrella** es un gran cuerpo celeste compuesto de gases calientes que emiten radiación electromagnética, en especial luz, como resultado de las reacciones nucleares que tienen lugar en su interior. El Sol es una estrella. Con la única excepción del Sol, las estrellas parecen estar fijas, manteniendo la misma forma en los cielos año tras año. En realidad, las estrellas están en rápido movimiento, pero a distancias tan grandes que sus cambios relativos de posición se perciben sólo a través de los siglos.

El número de estrellas visibles a simple vista desde la Tierra se ha calculado en un total de 8.000, de las cuales 4.000 están en el hemisferio norte del cielo y 4.000 en el hemisferio sur. En cualquier momento durante la noche, en ambos hemisferios sólo son visibles unas 2.000 estrellas. A las demás las ocultan la neblina atmosférica, sobre todo cerca del horizonte, y la pálida luz del cielo. Los astrónomos han calculado que el número de estrellas de la Vía Láctea, la galaxia a la que pertenece el Sol, asciende a cientos de miles de millones. A su vez, la Vía Láctea sólo es una de los varios cientos de millones de galaxias visibles mediante los potentes telescopios modernos. Las estrellas individuales visibles en el cielo son las que están más cerca del sistema solar en la Vía Láctea.

La estrella más cercana a nuestro sistema solar es Próxima Centauri, uno de los componentes de la estrella triple Alpha Centauri, que está a unos 40 billones de kilómetro de la Tierra. En términos de velocidad de la luz, patrón utilizado por los astrónomos para expresar la distancia, este sistema de estrella triple está a unos 4,29 años luz; la luz, que viaja a unos 300.000 km/s, tarda más de cuatro años y tres meses en llegar desde esta estrella hasta la Tierra.

I. Origen de las estrellas

Se cree que las estrellas nacieron en grupos al colapsarse nubes grandes y frías de materia interestelar, compuestas principalmente de hidrógeno. Una estrella se forma al concentrarse una gran cantidad de gas (hidrógeno primordialmente), debido a la gravedad estas partículas empiezan a colapsar entre sí. Al contraerse los átomos empiezan a colisionar entre sí, por lo tanto el gas se calienta, tanto que luego de un tiempo las partículas de hidrógeno al chocar se convierte en helio. Ese calor hace que la estrella brille y además para que la presión del gas sea suficiente para equilibrar la gravedad y el gas deja de contraerse. Las estrellas permanecerán estables de esta forma por un largo periodo, contradictoriamente mientras más combustible tenga la estrella más rápido lo consume debido a que tiene que producir más calor. (Fig. 1)

II. Tipos de estrellas

2.1 Estrellas dobles

Más de la mitad de las estrellas del firmamento son, de hecho, miembros de sistemas de dos estrellas o de sistemas de estrellas múltiples. Algunas estrellas dobles o binarias cercanas aparecen separadas cuando se las observa a través de telescopios, pero a la mayoría se las detecta como dobles sólo por medios espectroscópicos. Las estrellas dobles están compuestas por dos estrellas próximas y que giran en una órbita alrededor de su centro de masa común. Estas estrellas dobles fueron descritas por primera vez en 1803 por el astrónomo británico William Herschel.

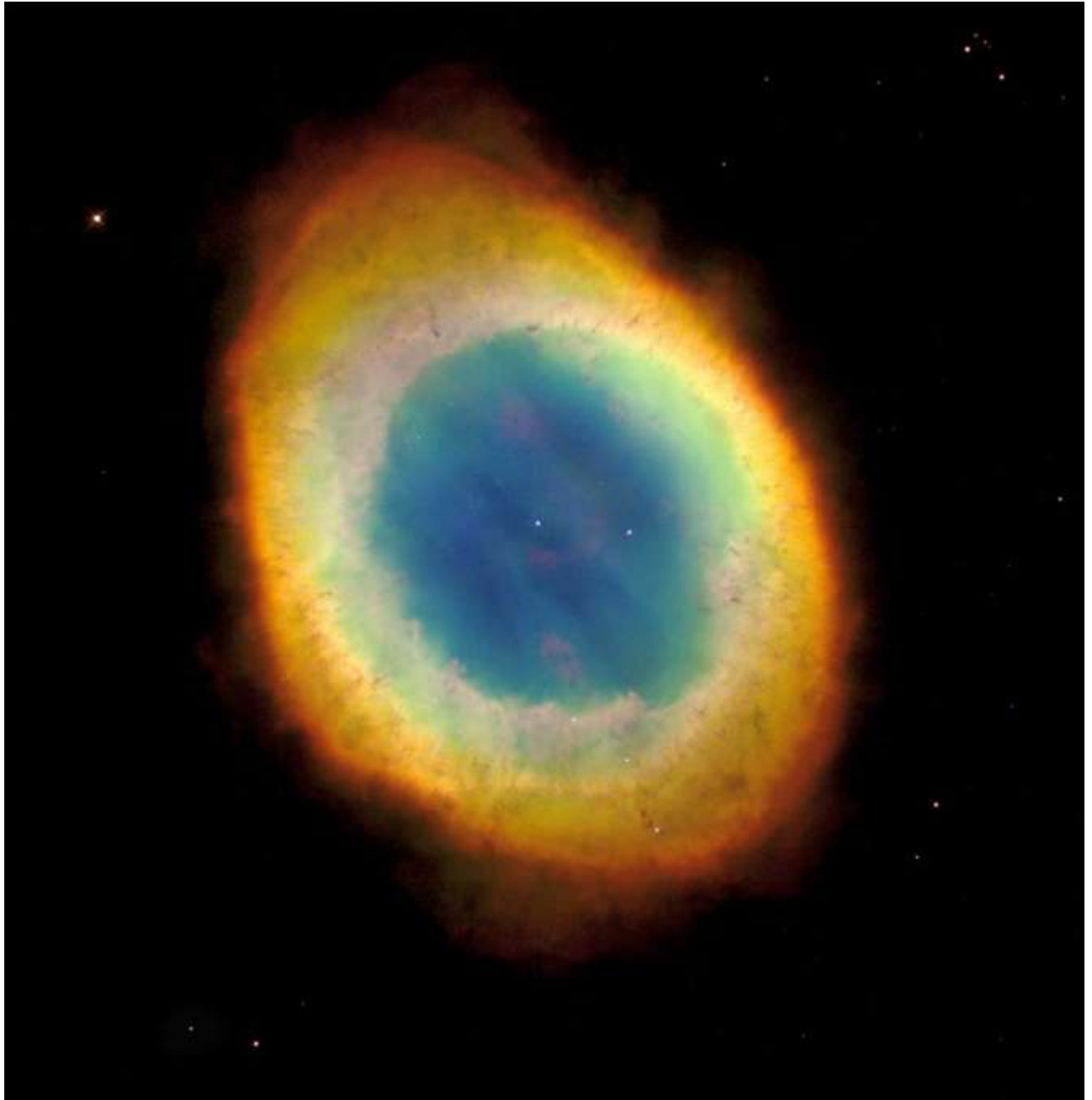
Las binarias espectroscópicas, identificadas por primera vez en 1889, no son separables visualmente por medio del telescopio, pero se pueden reconocer duplicando o ensanchando las líneas del espectro cuando gira el par de estrellas. (Fig. 2)



(Fig. 1) Cúmulo Galáctico

Cúmulo galáctico detectado en NGC 4059 En estas agrupaciones de polvo y gases resurgirán las nuevas estrellas que poblarán el universo.

Fuente: Telescopio Espacial Hubble NASA



(Fig. 2) Estrellas Dobles en l a Nebulosa NGC 9231

Un par de estrellas en una nube de polvo cósmico en la nebulosa NGC 9231

Fuente: Telescopio Espacial Hubble NASA 1999 Cuando uno de los componentes se aleja de la Tierra, el otro se aproxima a ella; las líneas del espectro de la estrella que se aleja se desplazan hacia el rojo, mientras que las de la estrella que avanza se desplazan hacia el violeta.

Otro tipo de estrella doble es la llamada variable eclipsante. Las estrellas de este tipo están formadas por un

componente más brillante y otro más oscuro.

Vista desde la Tierra, cuando la órbita es tal que la estrella más pálida eclipsa a la más brillante, la intensidad de la luz que llega desde la estrella oscila con regularidad.

Las investigaciones han demostrado que una de cada dos o tres estrellas visibles con telescopio de moderado tamaño es una estrella doble. Miles de binarias visuales y muchos cientos de binarias espectroscópicas han sido estudiadas con gran detenimiento. Estas estrellas son la fuente principal de información sobre las masas estelares.

2.2 Estrellas variables

Es probable que todas las estrellas, incluido el Sol, varíen ligeramente de brillo con cierta periodicidad. Estas variaciones apenas son mensurables. Sin embargo, algunas estrellas cambian mucho de brillo y se les denomina estrellas variables. Hay muchos tipos. Algunas repiten los ciclos con una precisión casi de reloj; otras son muy irregulares. Algunas necesitan sólo horas o días para volver a un brillo determinado, otras necesitan años. El brillo de estas estrellas puede cambiar de modo casi imperceptible o de forma violenta.

Las variables más espectaculares son las novas y supernovas. Las novas pueden llegar a brillar hasta 200.000 veces más que el Sol perdiendo quizá una centésima o una milésima del 1% de la masa del Sol a velocidades por encima de los 960 km/s.

Algunas novas repiten este proceso cada cierto tiempo hasta que pierden demasiada masa para continuar. Aunque las supernovas tienen un nombre similar, son un fenómeno mucho más catastrófico y no periódico. Representan la explosión real de una estrella que a veces brilla durante unos pocos días unos 100.000 millones de veces más que el brillo real del Sol antes de desvanecerse del todo. Dejan tras de sí restos que se expanden y se contemplan como nubes brillantes de gas o nebulosas.

Un ejemplo de esto es la nebulosa del Cangrejo, observada por primera vez desde la Tierra como supernova en 1054. A veces también queda un púlsar como vestigio en el centro de los restos. Las novas se presentan con frecuencia en la Vía Láctea, quizá una de cada dos de las que se observan cada año, pero las supernovas son mucho más raras. La supernova más reciente de la Vía Láctea apareció en 1604, aunque hubo una en una galaxia cercana que en 1987 llamó mucho la atención.

Muchas estrellas variables cambian su brillo porque oscilan, esto es, se expanden y se contraen de forma parecida a un globo. Un tipo importante, llamadas variables cefeidas (por Delta Cefei, de la constelación Cefeo), repiten sus ciclos de brillo con bastante exactitud. Sus periodos oscilan de un día a cientos de días, siendo todos cientos de veces más luminosos que el Sol. Cuanto más largo sea el periodo de una variable cefeida, mayor será el brillo medio de la estrella. Esta relación entre el periodo y la luminosidad, descubierta por la astrónoma estadounidense Henrietta Leavitt, ha resultado inestimable para medir distancias estelares, en particular las de las galaxias cercanas. Para medir una distancia sólo se necesita observar el brillo medio aparente de una cefeida. Las novas y especialmente las supernovas también son medidas de distancia importantes porque su increíble brillantez en su luz máxima hace que se las pueda observar a distancias enormes.

Las estrellas variables son de un interés extraordinario porque su variación suele producirse por alguna peculiaridad de su estructura interna que desarrolla con el tiempo. De este modo, las estrellas variables pueden aportar información sobre la evolución estelar. Por ejemplo, las supernovas han consumido su combustible nuclear y deben expulsar materia porque se hacen inestables cuando sufren un colapso gravitacional.

La variable eclipsante, mencionada en la sección anterior, cambia más por causas externas que por causas internas. Es típica la estrella Algol, en la constelación Perseo.

Algol es una estrella doble formada por una componente brillante y otra más pálida que giran una alrededor de la otra en un plano casi en la línea de visión desde la Tierra. Cuando la componente más oscura eclipsa a la más brillante, el brillo aparente del par cae de modo abrupto; una disminución semejante pero menos marcada se da cuando la componente más brillante eclipsa a la más oscura. Los astrónomos han observado miles de variables eclipsantes, valiosas para medir las masas estelares. (Fig. 3)

III. Evolución de las Estrellas

3.1 Protoestrellas

Las observaciones hechas sugieren que cuando la masa de Jeans (1) de una nube es igual a muchas masas solares, el colapso de la nube comporta la formación de tantas estrellas como masas solares hay: cada estrella viene a tener una masa solar. Al colapsarse una nube entera, se producen en su interior contracciones localizadas, en un proceso denominado fragmentación. La temperatura de esas zonas empieza a subir, porque su densidad es tan elevada que el calor no escapa fácilmente mientras continua el colapso.

(1)La masa de jeans-. Formula: $M_j > 3 \cdot 10^4 \left(\frac{T^3}{n} \right)^{1/2}$, en donde la M_j = Masa de Jeans; T = temperatura de la nube, y n = densidad en términos de cantidad de átomos de hidrógeno por metro cúbico.



(Fig. 3) Estrella Variable en la nebulosa No 1 NGC 4503

Gigante azul tras una nube de gases.

Fuente: Telescopio Espacial Hubble NASA 1998

Por ultimo, la temperatura sube hasta el punto de que la presión térmica externa detiene el colapso de esas zonas localizadas, y la fragmentación termina. Esas zonas estables, no colapsantes, de gran densidad y temperatura, se llaman protoestrellas. La siguiente fase de la evolución de estrella depende de su masa. En una protoestrella de masa similar a la del sol, el colapso de la nube se traduce en un núcleo central caliente. Ese núcleo se contrae y constituye el de la futura estrella.

Las zonas exteriores de las protoestrellas se acercan al núcleo y aumentan la temperatura del centro. Unos 60 millones de años tras el comienzo del colapso de la nube interestelar, la temperatura llega al punto de iniciar reacciones de fusión nuclear. Esas reacciones mantienen estable la estrella durante millones de años, radiando la energía derivada del hidrógeno en helio. En una estrella con mas masa que el sol, el colapso es tal, que el núcleo inicial se expande mas a prisa y las reacciones termonucleares se inician mucho mas antes. Como resultado la radiación del núcleo es tan intensa que su presión impide que gran parte de la periferia de la protoestrella caiga hacia el centro para acrecentar su masa, y solo alrededor de 1/3 de la masa inicial <arde> en fusión termonuclear. Las fases correspondientes de una estrella de 10 masas solares pueden durar solo 200

000 años.

3.2 Estrellas de secuencia principal y supergigantes

Cuando las reacciones del hidrógeno empiezan en una estrella recién nacida (a una temperatura central de $10,000,000^{\circ}$), la estrella está en la secuencia principal inicial. Una estrella de una masa solar quema su hidrógeno durante unos 10,000 millones de años: tiempo que permanece en la secuencia principal. Según eso, el sol, con sus 5000 millones de años, es de mediana edad.

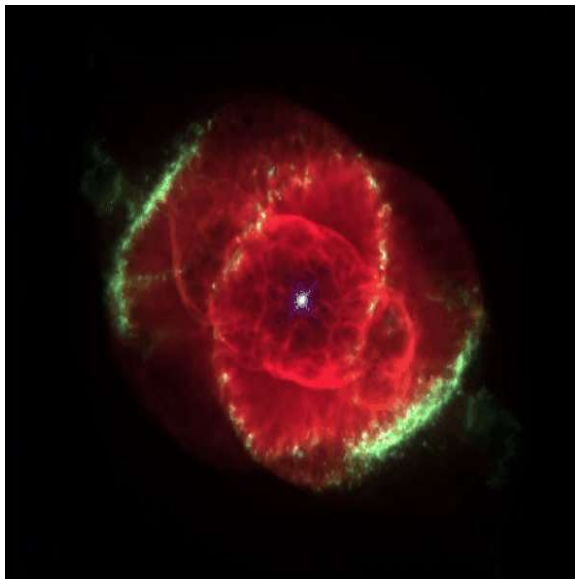
El gran periodo de estabilidad proviene del equilibrio logrado entre las fuerzas de gravedad internas y la presión de radiación del hidrógeno en combustión.

3.3 Gigantes Rojas

Al consumirse el hidrógeno combustible en una estrella, su producción de energía disminuye, y el núcleo inicia su colapso. El hidrógeno no quemado de la periferia se convierte gradualmente en helio (que se acumula en el núcleo) y la radiación resultante detiene la contracción general.

Pero el colapso del núcleo prosigue hasta alcanzar una temperatura aun mayor, para quemar el helio y producir más elementos más pesados. Ese proceso continua hasta que el núcleo de helio alcanza del 10 al 15% de toda la masa de la estrella, cuando alcanza el limite de Schönberg–Chandrasekhar (2) momento en que el núcleo tiene que empezar a contraerse. Bajo su propio peso y el de las capas externas, el núcleo se contrae rápidamente, la envoltura circundante se expande y la estrella se convierte en una gigante roja. En ese tiempo, el núcleo en contracción se calienta hasta el punto que el helio que contiene <arde> y produce carbono: este impide que el núcleo sigue colapsando. En unos cuantos cientos de millones de años la estrella se expande y se convierte en una gigante roja, muy luminosa, aunque relativamente fría. Por ejemplo; el sol alcanzara esa fase dentro de 5000 millones de años y será tan grande que engullirá la tierra. (Fig. 4)

(2) Chandrasekhar calculo que una estrella fría de mas de aproximadamente una vez y media la masa del sol no seria capaz de soportar su propia gravedad (limite de Chandrasekhar) ; o sea que la masa del núcleo de helio de una estrella, sea del 10 al 15 % de su masa total.



(Fig. 4) Restos de una gigante Roja

La pequeña y caliente estrella central de NGC 7027 rodeada de hollín celeste.

3.4 Enanas Blancas

Una estrella puede permanecer como gigante y supergigante varios millones de años antes de que cese toda reacción nuclear. Entonces se produce el colapso gravitatorio sin ninguna presión que lo detenga, y puede terminar en una enana blanca. Es una estrella pequeña (del tamaño, mas o menos, de la tierra), pero 1 000 000 mas densa que el agua, con una temperatura superficial de pocas decenas de miles de grados, y luminosidad muy baja: unas mil veces inferior a la del sol.

3.5 Enana Negra

Cuando el núcleo de una estrella tiene una masa final en esa fase de menos de 1.4 masas solares (límite de Chandrasekhar), su colapso se detiene en la fase de enana blanca. El movimiento de los electrones en su interior ejerce una presión hacia fuera (presión de degeneración) (3) contra la fuerza gravitatoria, que de otro modo haría que la estrella colapsase mas. Con el tiempo, se radían el calor y la luz restantes, y la estrella se convierte en una enana negra.

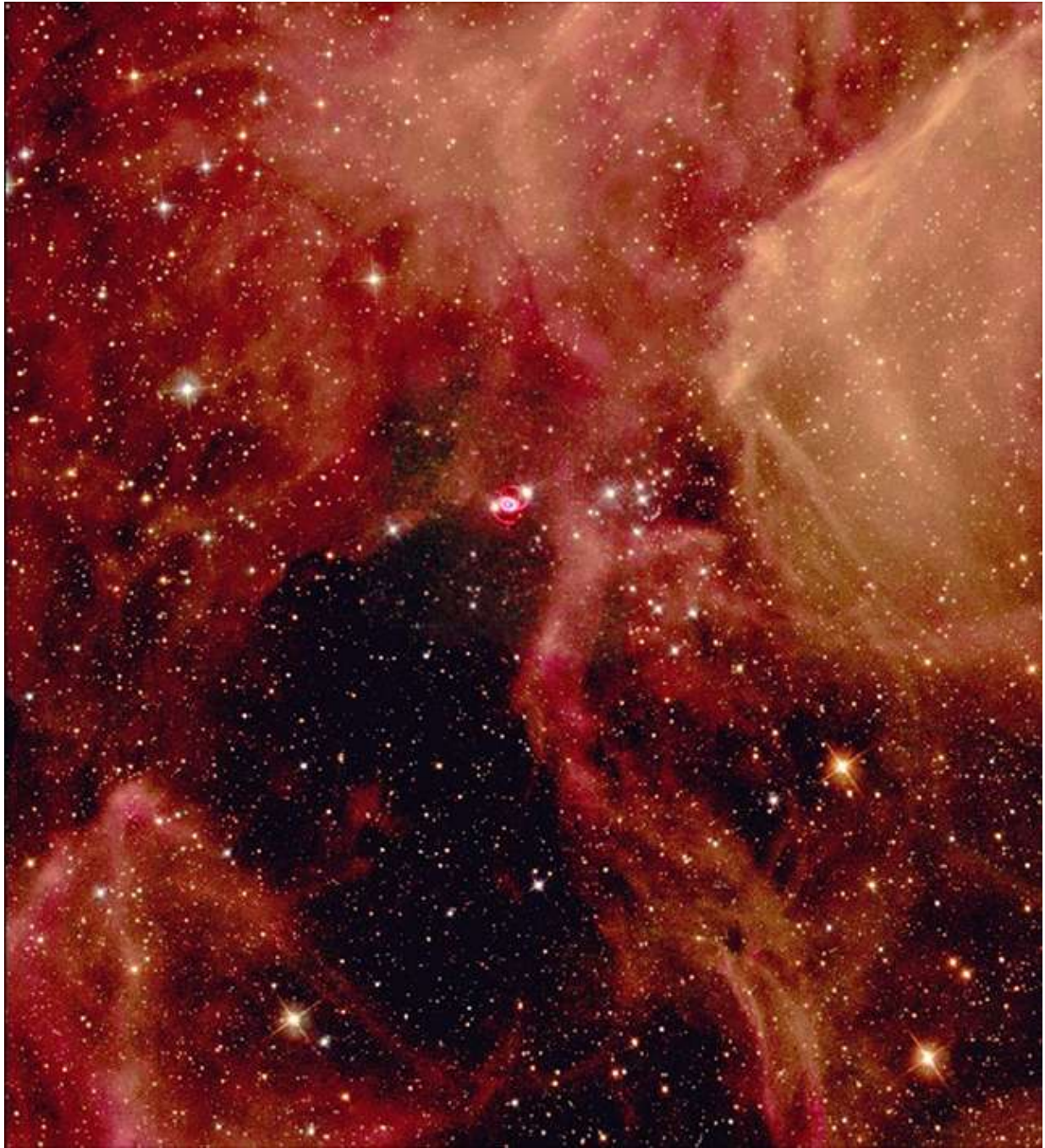
Aunque una estrella inicie su actividad con una masa muy superior al límite de Chandrasekhar, es posible que su colapso final se detenga en la fase de enana blanca si puede eliminar su exceso de masa en algún momento. La presión de radiación por ejemplo, crea un viento estelar que puede aventar ese material al exterior. De ahí se forman las nebulosas planetarias, y su estrella madre puede terminar con una masa al límite de 1.4 de la masa solar. Ese viento estelar se produce con frecuencia en las brillantísimas gigantes rojas. Las estrellas de 4 a 8 masas solares se convierten en supergigantes rojas, que terminan produciendo una explosión de supernova.

3.6 Estrellas de neutrones y Púlsares

En una estrella de masa nuclear mayor al límite de Chandrasekhar el colapso puede seguir más allá de la fase enana blanca. Con una masa de entre 1, 5 y 3 masas solares, se supone que sigue el colapso hasta alcanzar una gran densidad: miles de toneladas por centímetro cúbico. A esas densidades los electrones colisionan con los protones y producen neutrones. Surgen al fin tantos neutrones, que los núcleos de los átomos empiezan a desintegrarse y al final sólo quedan ahí neutrones: así se forma una estrella de neutrones. Las estrellas de neutrones tienen propiedades raras: cada una tiene la masa de varios soles, pero solo unos treinta kilómetros de diámetro.

La capa externa de una estrella de neutrones es sólida, aunque la estrella madre era gaseosa. Bajo su corteza cristalina hay una región superfluida de propiedades similares al helio líquido –por ejemplo, sin viscosidad y tal vez sin resistencia eléctrica–. La densidad de una estrella de neutrones es de unos 10^{17} Kg/m³, de manera que un centímetro de su material tendría una masa de diez millones de toneladas.

En 1967 los radioastrónomos descubrieron una radio fuente que emitía un pulso de energía radio, muy breve, cada 1.34 segundos. Pronto se captaron otras más llamadas púlsars, y una de la nebulosa del cangrejo arrojó un periodo de 33 milésimas de segundo para tener un ritmo de giro tan rápido, el objeto tiene que ser pequeñísimo. Se cree que una estrella de neutrones magnetizada tendría características ideales para convertirse en una radio fuente giratoria del tipo del púlsar. La posición del pulsar mencionado coincide con la de una extraña y espectacular fenómeno observado en 1054 por astrónomos chinos: el violento final de una estrella en forma de explosión de supernova. Las estrellas de neutrones están asociadas con los restos de las supernovas. (Fig. 5)



(Fig. 5) Estrella de neutrones

Una estrella de neutrones rodeada de dos estrellas pequeñas, es tan densa que su luz opaca a las demás.
(Centro)

Fuente: Telescopio Espacial Hubble 1998

IV. Magnitud

La luminosidad intrínseca, o absoluta, de una estrella solo puede averiguar sabiendo su luminosidad y su aparente distancia. Conocidos estos datos en una estrella cercana de un tipo particular, se puede calcular ya la distancia (y luminosidad intrínseca) de otras estrellas del mismo tipo.

Hay diferencias considerables de luminosidad intrínseca sobre las estrellas: la más luminosa conocida es unos 10000 millones de veces más brillante que la más débil. Es, pues, más práctico aludir a la luminosidad de las estrellas atendiendo a su magnitud aparente, o sea, a su luminosidad relativa aparente

Los antiguos astrónomos dispusieron las estrellas visibles en una escala de magnitudes de seis puntos: de la más luminosa, magnitud 1, a las que apenas se ven, magnitud 6. Pero se descubrió en el siglo XIX que las más luminosas son unas cien veces más brillantes que las más débiles a simple vista, y se estableció una escala de magnitudes nueva, que es la que se emplea hoy día. En esta escala de magnitudes, una diferencia de magnitud significa que una estrella es 2.5 (raíz 5ª de 100) veces más luminosa (o más débil) que una de la siguiente magnitud.

La escala va de +28,0, correspondiente a la estrella más débil observable con el telescopio a -26,8, correspondiente a la más luminosa (que el sol).

La magnitud absoluta de una estrella es una medida de luminosidad intrínseca y se define como la magnitud aparente que tendría una estrella dada observada a una distancia de 10 pársecs.

V. El Color de las Estrellas

Incluso a simple vista se pueden ver distintos colores entre las estrellas; Aldebarán (alfa de Tauro) por ejemplo, es naranja, Betelgeuse (alfa de Orión) roja, Rigel (beta de Orión) azul, Sirio (alfa del can mayor) es blanca, y el sol y la Cebra (alfa del cochero) son amarillos. Sabemos por experiencia que los distintos colores reflejan diferencias de temperatura. Dado que las leyes físicas de la radiación se aplican a todos los objetos, podemos suponer que los distintos colores de las estrellas reflejan diferencias de temperatura: las estrellas azules están más calientes que las blancas, que a su vez, están más calientes que las rojas.

Las diferencias más sutiles de color (y de temperatura) pueden valorarse empleando filtros telescópicos de color. Vista a través de un filtro rojo, una estrella roja aparece brillante, mientras que una azul apenas es visible.

Los análisis exactos del color no se hacen por observación, sino mediante la utilización de placas fotográficas o filtros estándar acoplados a fotomultiplicadores.

VI. Clases Espectrales

Las temperaturas superficiales, deducidas de los colores, sirven a su vez para clasificarlas en una serie de clases espectrales, que se designan con las letras del alfabeto – de más caliente a más fría – : O, B, A, F, G, K y M. Las estrellas tipo O son azules y muy calientes. Con temperaturas de unos 30 000° C; las tipo A, blancas, con temperaturas de unos 10 000° C; las tipo M, rojas y relativamente frías, tienen temperaturas de solo 3000° C.

Cada una de las clases espectrales se dividen numéricamente en 10 subcategorías: cero indica el máximo calor y 9 el mínimo dentro de la subcategoría. O sea que las más calientes son las estrellas O0, seguidas de las O1, O2, etc, hasta O9, dentro de la clase O; después sigue B0, B1, B2, y así sucesivamente hasta las estrellas M9, que corresponden a la categoría más fría de todas.

En este sistema le corresponde al Sol una G2= una temperatura efectiva de unos 5500° C.

VII. Tamaño de las Estrellas

El tamaño de las estrellas varía considerablemente, de las súper gigantes, cientos de veces mayores que el Sol, hasta las enanas, mucho menores que la Tierra. El Sol es de tamaño medio: su diámetro, de 1 400 000 Km.,

es casi 100 veces mayor que el de la Tierra. Pero Antares, una de las estrellas mayores que se conocen, tiene un diámetro unas 560 veces mayor que el diámetro del Sol; en cambio, la estrella de Manen, una de las estrellas menores tienen 9800 Km. de diámetro, bastante menos a un centésimo del Sol.

A excepción del Sol, los diámetros de las estrellas son difíciles de medir. Algunos se pueden medir por ocultación lunar: se trata del análisis de luz de una estrella dada en el tiempo que dura su ocultación por la Luna al moverse ésta por el firmamento. Pero este método solo se puede emplear en aquellas estrellas, relativamente pocas, que se hallan en el zodiaco y pueden ser ocultadas por la Luna.

Otra técnica, la de interferometría speckle o de puntos, tiene mayor aplicación. Se fotografía la estrella y luego se somete al análisis del ordenador.

VIII. Composición Química

Hay un grado de uniformidad sorprendente en cuanto respecta a la composición química de las estrellas, y hay que examinar muchas para hallar variaciones de la norma. Una estrella típica, como el Sol, se compone por entero de hidrógeno y helio: el análisis espectral de la atmósfera solar revela que contiene 92.4% de hidrógeno, 7.4% de helio y .2% de otros elementos. Pero el análisis espectral solo puede revelar la abundancia de los elementos en las capas superficiales; hay que recurrir a métodos más sofisticados para averiguar la composición de su interior.

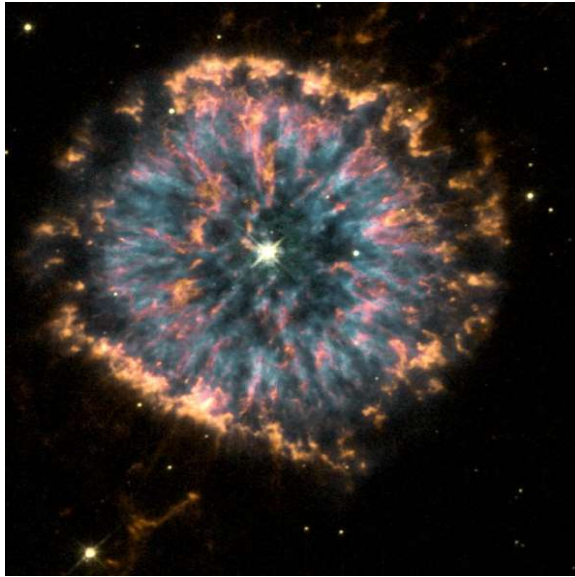
Las evidencias sobre la composición interior de las estrellas proceden sobre todo de la presencia del rarísimo elemento llamado Tecnio en las atmósferas estelares. Es radiactivo y se desintegra rápidamente, pero se detecta en la atmósfera de algunas estrellas gigantes, por lo que se deduce que se crea continuamente en su interior. Dado que el Tecnio solo se puede dar por la transformación nuclear de otros elementos, tiene que haber una disminución de estos, lo cual indica que las estrellas cambian continuamente de su composición interna.

IX. Muerte de una Estrella

9.1 Supernovas

Uno de los mas grandes y raros espectáculos del firmamento es una explosión de supernova, que delata la muerte de una estrella con masa vieja. Una explosión así, ocurre como promedio, cada pocos cientos de años, cuando el estado interior de una supergigante se hace de pronto tan inestable que la estrella explota violentamente, lanzado al espacio una nube de rápido movimiento. En las semanas siguientes, la supernova emite gran cantidad de radiación, a veces tanta como el resto de la galaxia al que pertenece.

Se cree que la explosión de una supernova comienza con la acumulación de un núcleo de hierro, resto de estadios previos de combustión nuclear. El núcleo se calienta hasta que el hierro sufre una transformación nuclear. Pero a diferencia de los elementos empleados antes en las reacciones nucleares de las estrellas, el hierro absorbe energía al transformarse, y no le deja energía de calentamiento al núcleo; este se contrae y se vuelve al fin tan inestable, que colapsa, haciendo que le caiga encima materia de las capas periféricas de la estrella. Se producen ondas de choque que salen del núcleo (creando elementos pesados como el uranio), y en unos segundos se produce una explosión cataclísmica que destruye la estrella, proyectando al espacio sus capas exteriores; solo le quedan restos del núcleo. Los elementos pesados (producidos cerca del centro de la estrella o durante la explosión misma) pasan al espacio, donde enriquecen el gas interestelar. (Fig. 6 y 7)



(Fig. 6) Explosión de Supernova

Una supernova acaba con su vida tras largas jornadas.

Fuente: Fotografía tomada por el Telescopio Espacial Hubble hacia la constelación del cangrejo (Cancer) NASA 1999 (Posición aun no determinada).



(Fig. 7) Explosión de una Súper Nova

La explosión de una Súper Nova en NGC 2543 trae como resultado una estela de gases.

Fuente: NASA 1997

9.2 Agujeros Negros

Un agujero negro es un cuerpo celeste con un campo gravitatorio tan fuerte que ni siquiera la radiación electromagnética puede escapar de su proximidad. Un campo de estas características puede corresponder a un cuerpo de alta densidad con una masa relativamente pequeña –como la del Sol o menor– que está condensada en un volumen mucho menor, o a un cuerpo de baja densidad con una masa muy grande, como una colección de millones de estrellas en el centro de una galaxia.

Mientras algunas estrellas se extinguen convirtiéndose simplemente en una enana negra, otras acaban violentamente: la causa sigue siendo un misterio. Podría ser que, al convertirse el interior de una estrella de unas 8 masas solares en Hierro y Níquel a causa de las reacciones termonucleares, es imposible la producción de mas energía por fusión. Entonces, la gravedad provoca el colapso del núcleo, con la consiguiente subida de temperatura: el recalentadísimo núcleo termina convirtiéndose en helio y neutrones. El índice de colapso se acelera y el material externo se acelera a su vez o suficiente para producir la explosión del combustible nuclear existente. Los estratos exteriores saltan en forma de explosión de supernova, dispersando sus elementos pesados y el interior colapsa.

Las estrellas de una masa estelar preexplosiva de 8 masas solares o mas que colapsan tras la explosión, no se detienen a veces en la fase de enana blanca o de estrella de neutrones. Al no evitar nada aparentemente que la gravedad colapse los restos hacia una densidad cada vez mayor y un tamaño cada vez menor, llega un momento en que la atracción gravitatoria de la masa es tan intensa que no permite escapar ni la luz: los restos se han convertido en un agujero negro, del que al parecer, nada puede escapar.

El tamaño a que tienen que colapsar esos restos para que la atracción gravitatoria pueda llegar a evitar incluso la fuga de la luz es de unos 3 Km. (radio de Schwarzschild) a partir de unos restos de masa solar. Y continua el colapso, imperceptible, hasta llegar al tamaño cero. El considerable campo de atracción de un objeto semejante puede ejercer un efecto poderoso en las estrellas vecinas, aunque aquel sea invisible a cualquier longitud de onda.

Un agujero negro pierde algo de su masa y sigue haciéndolo, hasta estallar en una intensa erupción de rayos . El índice de evaporación de los agujeros negros depende del cuadrado de su masa un agujero negro de 8 masas solares tarda en evaporarse 1071 años.

XI. Cúmulos Estelares

Un breve vistazo al firmamento revela que la distribución de las estrellas no es regular. Hay zonas muy poco pobladas y otras, en cambio contienen muchísimas, tendiendo a formar cúmulos (agrupaciones). Estos son de dos tipos distintos: abiertos (o galácticos) y globulares, si bien cada uno de ellos es fundamentalmente diferente en cuanto a naturaleza y aspecto.

10.1 Cúmulos Abiertos

Hay mas de mil cúmulos abiertos en nuestra galaxia. En su mayoría son conocidos solo por su numero de catalogo, pero algunos de los mas familiares están bautizados como las pléyades, grupo de estrellas jóvenes blanco-azuladas y muy calientes de la constelación de Taurus. Las seis estrellas mas luminosas se aprecian a simple vista y los telescopios modernos revelan cientos de ellas en ese cúmulo. Otro cúmulo abierto de la misma parte del cielo es el de las Híades; sus estrellas mas prominentes forman la V que perfila la cara de Taurus (el toro). (Fig.8)

Un cúmulo abierto suele incluir cientos de estrellas distinguibles entremezcladas con acusadas manchas de polvo. Un cúmulo entero rara vez mide mas de 10 pársecs de anchura.

10.2 Cúmulos Globulares

Unos pocos cúmulos globulares brillan suficientemente para destacar a simple vista y parecen bolas de luz borrosas. Pero el telescopio nos revela son sistemas estelares esféricos que contienen entre 10 000 estrellas y un millón. Se ven mas apiñadas en las partes centrales y aparecen mas dispersas hacia la periferia. Las estrellas están tan apiñadas en el centro de un cúmulo, que si la tierra estuviera situada allí, las estrellas mas próximas estarían a meses luz de distancia, y la luminosidad del cielo de noche seria comparable siempre a la de una luna llena.

Un cúmulo entero tiene un diámetro medio de 100 pársecs (poco espacio para tantas estrellas) y no contiene gas interestelar. En nuestra galaxia hay solo unos 125 cúmulos globulares .

Los astrónomos han observado recientemente que unos cuantos cúmulos globulares están asociados con intensas explosiones de rayos X. Cada uno emite como un millón de veces mas energía que la que irradia el Sol en un tiempo similar. Una interpretación actual del echo es que puede existir un agujero negro de gran masa en el centro de muchos cúmulos globulares.



(Fig. 8)Cúmulo estelar de Taurus (el toro)

Fuente: Telescopio Espacial Hubble NASA 1999

CONCLUSIONES

En conclusión obtenemos que las estrellas son entes vivientes que nacen y mueren en determinado tiempo y siguen un ciclo natural en el cual van agotando sus recursos hasta morir.

Las estrellas desde su nacimiento hasta su muerte son energía acumulada. Las estrellas cambian su fisonomía debido a la pérdida de su energía por combustión, ya que transforman los gases acumulados en su interior en energía lumínica y calorífica; al aumentar su edad van perdiendo energía y su tamaño se ve reducido por la pérdida de energía hasta convertirse en supernovas o agujeros negros que a su vez darán paso a nuevas estrellas que se formaran con los elementos de las estrellas ya muertas. La vida de las estrellas es un ciclo que continua y continuara por siempre.

La vida continua a pesar de la muerte...

BIBLIOGRAFÍA

1).- Hawking W. Stephen

Historia del tiempo

Traducción: Miguel Ortuño

México

Editorial Grijalbo

1995

2ª Impresión

2).– Moreno Corral Marco Arturo

La Morada Cósmica del Hombre

México

Fondo de Cultura Económica

1997

1ª Impresión

Colección: La ciencia para todos

3).– Bull Publishing Consultants Limited, London (BPCLL)

El Universo

Traducción: Haces Romano Luis

Barcelona, España

Circulo de Lectores

1985

1ª Impresión

Colección: La Vida y la Ciencia

4).– Malacara Daniel / Malacara Juan Manuel

Telescopios y Estrellas

México

Fondo de Cultura Económica

1995

1ª Reimpresión

Colección: La Ciencia desde México

5).– Stapledon Olaf

Hacedor de Estrellas

México DF

Minotauro

1991

1ª Reimpresión