

La vida de las estrellas

Verónica Ruiz*

Introducción

Desde tiempos ancestrales, el ser humano se ha maravillado con las estrellas, agrupándolas en el cielo en constelaciones para identificarlas con facilidad y contar diferentes historias.

Parecería que las estrellas son inmutables, que siempre se encuentran en el mismo lugar y brillan de la misma forma; sin embargo, al estudiar la luz de las estrellas pueden observarse ciertas diferencias entre ellas. Con lo cual pueden agruparse de acuerdo a sus propias características, y es basado en estas particularidades que se han determinado diferentes caminos evolutivos que una estrella puede seguir según sea su masa inicial; de manera que, si bien las estrellas no son organismos vivos, sino que son enormes bolas de plasma que se mantienen en equilibrio hidrostático, sufren cambios a través de los años. Gracias a la observación de su evolución se han podido deducir modelos evolutivos, los cuales se presentarán -los más importantes y representativos- en este artículo.

La formación de una estrella

Las estrellas se forman de material interestelar, enormes nubes de gas y polvo que poseen altas densidades de átomos y moléculas, gracias a que estas densidades no son uniformes, sino que existen zonas en las que la concentración de materia es mayor que en otras, comienza a ocurrir un colapso gravitatorio.

A medida que ocurre este colapso gravitacional, la presión aumenta en el centro de la nube y por lo tanto también aumenta su temperatura. A la nube se le agrega cada vez más y más masa, además que por principio de conservación del momento angular, la concentración de material interestelar poseerá un movimiento de rotación más armonioso que el que tenía al principio cuando sólo era una nube de gas que no se concentraba alrededor de un centro común.

El movimiento de rotación provoca que se forme un disco alrededor del núcleo más caliente, y en aproximadamente un millón de años este núcleo será una esfera densa y caliente que se conoce como protoestrella, la cual es más caliente que el gas del cual se formó, aproximadamente 1,500K, pero es aún mucho más fría que una estrella formada, debido a esta baja temperatura la protoestrella no es observable en el espectro visible, esto significa que no puede verse a simple vista, sino solamente detectarse con dispositivos de detección infrarroja y de ondas de radio.

El material que rodea a la protoestrella sigue cayendo hacia el núcleo siempre aumentando la presión, y por lo tanto la temperatura, cuando esta alcanza un valor de 10^7K , comienzan a ocurrir reacciones termonucleares en el interior de la protoestrella, la primera de estas reacciones es la fusión de Hidrógeno.

* Facultad de Ciencias Naturales y Matemática, Universidad de El Salvador.

Secuencia Principal

En astronomía, generalmente lo único que se tiene del objeto de estudio es su luz; por lo tanto, lo que debe analizarse de las estrellas es su espectro y según la abundancia e intensidad de ciertas líneas espectrales pueden calcularse algunas características de las estrellas. Dos astrónomos lograron relacionar el espectro de las estrellas con algunas de sus características físicas, ellos fueron Ejnar Hertzsprung y Henry Russell, quienes crearon un diagrama que relaciona la luminosidad de las estrellas con su temperatura y con su espectro, este diagrama se conoce como diagrama Hertzsprung-Russell (DHR) (Figura 1).

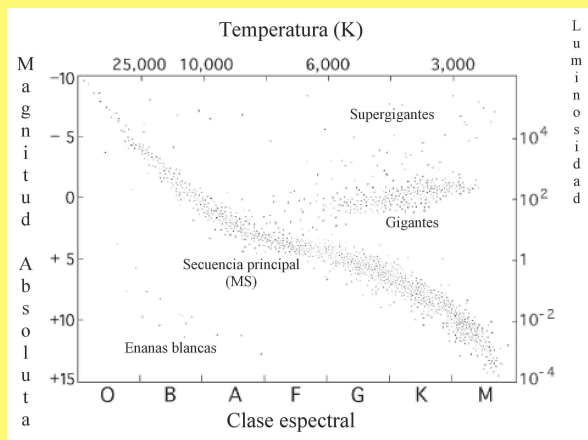


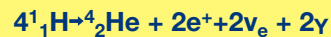
Figura 1. Diagrama Hertzsprung-Russell en el que puede verse las concentraciones de estrellas con diferentes temperaturas, luminosidades y otras características espectroscópicas (Imagen de NASA)

Si observamos el DHR podemos notar una banda que lo atraviesa desde la esquina superior izquierda, hasta la esquina inferior derecha en la que se localizan la mayoría de estrellas. Esta banda se llama secuencia principal (MS). En dicho diagrama también pueden apreciarse otras concentraciones de estrellas además de MS, que se encuentran en bandas horizontales

que se extienden hacia la derecha y por encima de la MS, en esta banda se ubican estrellas con baja temperatura y alta luminosidad, es decir, son estrellas gigantes; de la misma forma, por debajo de la MS se ubican estrellas con baja luminosidad y altas temperaturas y se conocen como enanas.

Una estrella deja de ser protoestrella y pasa a ser una estrella de MS cuando las reacciones de fusión en su núcleo generan la energía suficiente para contrarrestar la contracción gravitatoria y detener el colapso, de manera que la masa inicial de la estrella alcanza un valor determinado y no puede agregarse más a este.

Cuando una estrella se encuentra en la MS, fusiona Hidrógeno siguiendo la cadena protón-protón:



En esta etapa cuatro núcleos de Hidrógeno se fusionan en un núcleo de Helio y dos positrones, si se planea la ecuación de conservación de la masa, se hará evidente que hay una diferencia de masa, de manera que la masa final es menor que la masa inicial, contradiciendo al principio de conservación de la materia; sin embargo, es aquí en donde se reconoce la equivalencia entre masa y energía planteada por Albert Einstein, que establece que: $E = MC^2$. De tal forma que al aplicar esta relación a la diferencia de masa que obtenemos de la ecuación de conservación de la materia de la cadena protón-protón, en cada una de las reacciones se liberará una energía del orden de 6 Mega electrón Voltio.

La estrella se mantendrá aproximadamente el 90% de su vida en la MS, es cierto que entre más masa tenga la estrella, tiene más material que fusionar, pero también su fuerza gravitatoria es mayor por lo

que la presión en su núcleo -y por lo tanto su temperatura mayor a $2 \times 10^7 \text{K}$ - también lo es, de manera que su estructura interior es diferente y las reacciones de fusión no ocurren siguiendo la cadena protón-protón, sino que estas estrellas generan su energía fusionando Hidrógeno en Helio mediante la cadena CNO⁹ en este proceso cuatro átomos de Hidrógeno se convierten en un átomo de Helio, liberando dos positrones, dos neutrinos y tres rayos gamma y se regenera el átomo de Carbono el cual es el catalizador de las reacciones. En las estrellas con más masa, ya que la cantidad de material para fusionar es mayor, la tasa de fusión también es más grande, las estrellas más masivas poseen una vida más corta que las de menor masa, ya que estas últimas “queman” su Hidrógeno más lentamente.

¿Qué pasa después de la secuencia principal?

Para el caso de estrellas con una masa similar a la masa del Sol, cuando agotan el Hidrogeno en su núcleo, ya no existe la presión que las reacciones de fusión ejercían hacia afuera que contrarrestaba la contracción gravitatoria, lo que ocasiona que la estrella vuelva a contraerse y de nuevo la temperatura en su núcleo aumentará en la medida en la que también aumenta la presión; sin embargo, ahora el núcleo está constituido casi en su totalidad por Helio, y este tiene ahora dos cargas positivas en su núcleo, lo que significa que la fuerza repulsiva entre estos núcleos de Helio es mayor que la que existía entre los dos Hidrógenos que ya se fusionaron durante la MS, por lo tanto se necesita una mayor temperatura para que ocurra la fusión del Helio y que, de nuevo, la estrella alcance el equilibrio hidrostático.

La estrella continúa colapsando y la temperatura del núcleo también continúa aumentando, pero aún no

es suficiente para que el Helio se fusione, sin embargo las capas que rodean al núcleo al calentarse se expanden, aumentando con esto la luminosidad de la estrella, pero disminuyendo su temperatura superficial, en este momento se dice que la estrella es una gigante roja, la temperatura que alcanza la capa exterior de la estrella aún es lo suficientemente alta para que las reacciones de fusión protón protón continúen en ésta.

Una gigante roja es muy diferente a una estrella de la MS, su radio es mucho más grande pero esto también implica que su densidad ha disminuido, ahora la estrella posee un pequeño núcleo, este núcleo y la capa que lo envuelve, en la que aún quema Hidrógeno, son las fuentes de energía de la estrella, en el núcleo al alcanzar una temperatura de aproximadamente 10^8K el proceso de fusión termonuclear está caracterizado por el proceso triple-alpha, en la cual el Helio es convertido en Carbono más liberación de energía, que de nuevo mantendrá el equilibrio hidrostático que evita que la estrella colapse.

Eventualmente el Helio en el núcleo se agota y de nuevo la estrella comienza a colapsarse y se forma una capa de Helio entre el núcleo (que ahora está compuesto de carbono) y la capa de Hidrógeno que se mantiene desde la MS. El núcleo continúa aumentando su temperatura, por lo que de nuevo las capas que lo abrazan se expanden y la estrella aumenta su radio, a pesar que la temperatura en el núcleo aumenta esta vez no alcanza el valor suficiente para fusionar el Carbono, de manera que sigue contrayéndose, empacando de forma cada vez más densa a los electrones que se encuentran en él hasta que la misma presión que estos hacen sobre ellos mismos, por repulsión eléctrica, contrarresta la

gravidad de la estrella, pero sin liberar energía como lo hacían antes las reacciones de fusión, en este momento las capas exteriores de la estrella son expulsadas de manera que el núcleo queda expuesto y la estrella está muriendo.

Para el caso de estrellas más masivas que el Sol, su paso por la MS es mucho más corta y su evolución luego de esta también es diferente a la que se describió antes, pero claro que al igual que lo antes descrito, en este caso, cuando se termina el Hidrógeno, el núcleo se contrae y su temperatura aumenta de manera que de nuevo comienza la cadena CNO, lo que aumenta la temperatura de la capa de Hidrógeno externa y ésta se expande y se enfría, y así la estrella se convierte en una gigante roja; para estrellas con una masa mayor a 8 masas solares la temperatura en sus núcleos es lo suficientemente alta para que el Carbono se “queme” en su interior y al terminarlo, el núcleo queda constituido de Neón y Oxígeno, los cuales también pueden fusionarse si se alcanzan las temperaturas necesarias y así sucesivamente los diferentes elementos se forman mientras la temperatura lo permita, hasta llegar a la fusión de Silicio, la cual produce Hierro, y la fusión de este elemento no es exotérmica, como lo habían sido las anteriores, es decir, que liberan energía, sino que ésta es endotérmica, por lo que la estrella no puede fusionar el Hierro.

En el punto en el que la estrella posee un núcleo de Hierro, puede llegar a alcanzar una temperatura de 10^9K , pero ya no hay presión que contrarreste la fuerza de contracción gravitatoria de tal forma que la estrella comienza a colapsar rápidamente, ni siquiera la presión de los electrones es suficiente para detener este colapso, la vida de la estrella está terminando.

EL FINAL DE UNA ESTRELLA

Muerte de una estrella como el Sol

A medida que el fin de la estrella se acerca, su evolución es más rápida, el Sol tardará alrededor de diez mil millones de años en consumir su Hidrógeno y solamente mil millones en fusionar su Helio en Carbono y cuando esto ocurra su radio disminuirá, y la temperatura en su núcleo aumentará, provocando la expansión de las capas más externas haciendo a la estrella una supergigante. A medida que la estrella aumenta en tamaño, sus capas más externas se enfrían (2500K), hasta el punto que los átomos de Carbono y Silicio que se formaron durante su evolución se condensan y forman pequeñas partículas como polvo y granos, que no caen hacia la estrella, sino que el flujo de fotones que libera los “empujan” y estos granos llevan con ellos rastros de gas formando una capa alrededor de la estrella que se expande y se hace cada vez más delgada, lo que permite observar el núcleo de la estrella, el cual es aún lo suficientemente caliente para ionizar la capa que lo rodea, estos cuerpos celestes son las llamadas nebulosas planetarias (Fig.2) y el cuerpo que queda en su centro es una enana blanca.

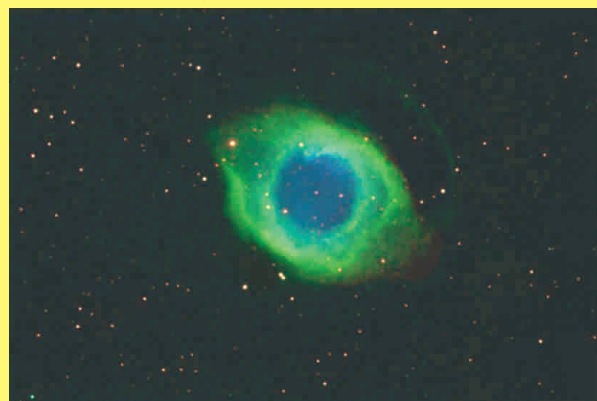


Figura 2. Fotografía de la nebulosa planetaria NGC 7293 (Nebulosa de la hélice). Fotografía por Antonio Borgonovo (ASTRO)

Muerte de una estrella masiva

Las estrellas con más masa no evolucionan en nebulosas planetarias y enanas blancas, sino que su gran masa permite que se alcancen las presiones y temperaturas necesarias en el núcleo para fusionar el carbono y que ocurran más reacciones y se formen elementos pesados, hasta llegar a un núcleo de Hierro, el cual se contrae hasta el punto que los electrones y protones neutralizan su carga y forman neutrones, formando así una esfera de neutrones, lo que provoca que súbitamente la presión que apenas y sostenía a la estrella caiga y el interior de la estrella colapsa, en menos de un segundo, una esfera de Hierro del tamaño de la Tierra se convierte en una de neutrones de unos 10 km de radio, las capas externas de la estrella, ahora al colapsar el núcleo, no tienen nada que las sostenga así que caen golpeando la bola de neutrones, comprimiéndola aún más, esta presión aumenta la temperatura a miles de millones de grados lo que empuja de nuevo a las capas que rodean el núcleo en una titánica explosión, se ha formado una supernova (Figura 3) que se expande a más de 10 mil km por segundo, expulsando todo ese material hacia el espacio, de donde nacerán nuevas estrellas.



Figura 3. Fotografía de NGC 1952, remanente de una explosión de supernova cuya explosión fue vista el 4 de Julio de 1054, la imagen muestra los restos de esta explosión. Fotografía por Antonio Borgonovo (ASTRO).

Para estrellas extremadamente masivas (más de 25 masas solares), el proceso de pérdida de masa que ocurre a lo largo de su evolución no disminuye su masa de tal forma que pueda formar una estrella de neutrones, sino que aún en el momento en el que explotan como supernovas el colapso de sus núcleos no puede detenerse, de manera que la fuerza triunfante es la gravedad, cuando el núcleo alcanza un cierto radio, que depende de su masa inicial, la velocidad de escape en su superficie es igual a la velocidad de la luz, de manera que nada puede escapar de él. El núcleo continúa colapsando hasta que toda la masa de él, está concentrada en un punto de densidad infinita, llamado singularidad, y a este resultado de la evolución estelar es a lo que se le llama agujero negro, y debe su nombre a que nada puede escapar de él, ni siquiera la luz.

Conclusiones.

Las estrellas se forman debido a interacciones gravitatorias y es en el momento de su formación cuando queda definido cuál será su futuro. Su fuente de energía es la fusión de elementos, de esta manera liberan energía y al mismo tiempo crean elementos químicos nuevos, elementos como Carbono, Nitrógeno, Oxígeno y otros que componen nuestro cuerpo y el mundo que nos rodea, fueron formados en el núcleo de una estrella o durante la explosión de una supernova.

Bibliografía

- Hannu Karttunen, Fundamental Astronomy, Springer, 5th edition, 2007.
Patrick Moore, Data book of astronomy, IoP Bristol and Philadelphia, 2000.
Charles Peterson, Astronomy, IDG Books, 2000.