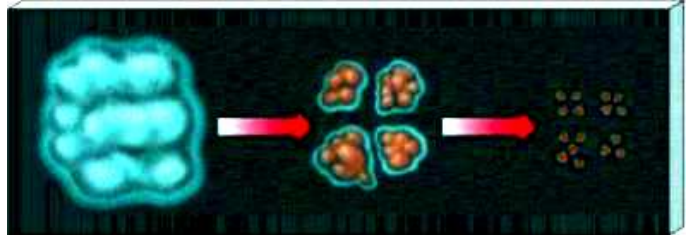


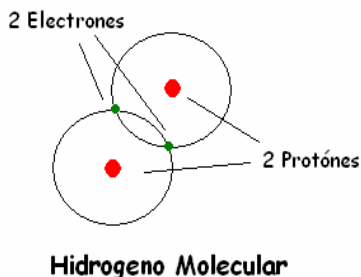
## Formación, Evolución y Muerte de Las Estrellas

Oliver Christopher López, [olichris26@hotmail.com](mailto:olichris26@hotmail.com)  
Sociedad Venezolana de Aficionados a la Astronomía

En las nubes de Polvo, e Hidrogeno neutro a baja densidad (**Regiones H I**), es donde se inicia la formación de nuevas estrellas. El factor que desencadena este proceso, son los vientos estelares de estrellas cercanas, así como explosiones de supernovas, que generan ondas de choque que barren el material de la nube formando acumulaciones de mayor densidad, debido a la baja temperatura de la nube (alrededor de **10°k**) sus átomos y moléculas presentan una vibración muy lenta, lo cual permite que las regiones más densas se contraigan por la fuerza de gravedad, atrayendo el resto del material de la nube "**Colapso Gravitatorio**". Al producirse el derrumbe, el proceso se repite dándose nubes más pequeñas, a esto se le conoce con el nombre de **Fragmentación**, esto dará como resultado un cúmulo de estrellas, que pueden ser individuales, binarias o múltiples, y al mismo tiempo de masas muy variadas, lo cual las hará tener diversas trayectorias en su evolución. Estas nubes no emiten luz en el visible, pero si en el infrarrojo y en ondas de radio.



Los poderosos vientos y radiación UV de las estrellas masivas, no solo pueden propiciar en algunas regiones de la nube el nacimiento de estrellas, sino que también pueden en otras zonas inhibir su formación, pues la turbulencia generada aumenta la energía interna de los átomos y moléculas de la nube. Si dicha energía fuese la misma que la energía potencial gravitatoria, obtendríamos una configuración de equilibrio, donde ni se expandiría ni se contraería la nube. A esta relación se conoce como: **Masa de Jeans**, y varía aumentando con la temperatura de la nube y disminuyendo con su densidad. Es decir, las nubes frías y densas poseen masas de Jeans menores que las nubes calientes y poco densas. Si inicialmente, se tienen nubes con temperaturas típicas de **100°k** y densidades de entre **10 y 22 g/cm<sup>3</sup>** entonces la masa de Jeans es mayor que **5x10<sup>4</sup> M<sub>☉</sub>**, es decir, una masa equivalente a la que posee un típico cúmulo globular, esta a mediada que progresa el colapso aumenta su densidad, lo que hace disminuir la masa de Jeans ocasionando la múltiple fragmentación de la nube .



Los átomos de hidrogeno frío de la nube forman moléculas **Hidrogeno Molecular (H<sub>2</sub>)**, donde dos de ellos están ligados al compartir sus electrones individuales (Imagen Izquierda). Sin embargo, en las regiones de la nube mas próximas a la luz ultravioleta **UV** de las estrellas masivas cercanas, estas moléculas son disociadas en hidrógeno atómico "**Fotodisociación**" al elevarse la temperatura a solo **1800°K (2.073° C)**, en las regiones mas expuestas al **UV** la temperatura aumenta a **10.000°K**, lo que carga eléctricamente el gas por "**Ionización**", este en milésimas de segundo se descarga, emitiendo luz (**Regiones H II**). El gas por estar cargado, se mantiene en las líneas de fuerza del campo magnético de la galaxia. Las (**Regiones H II**), tienen movimientos tan rápidos en sus átomos que imposibilita que la gravedad las condense en estrellas.

A la derecha, se ve como las ondas de choque comprimen el gas en el interior de la nebulosa de Orión, estas estructuras descubiertas en 1983, tienen un tamaño aproximado al del Sistema Solar, y se mueven a unos 400 km/seg desde una fuente central llamada IRc2. La edad de los proyectiles calculada a partir de su velocidad y la distancia a IRc2, es menor a 1000 años.

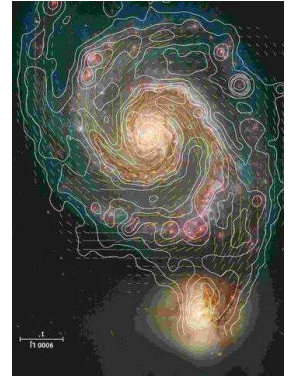
A medida que los frentes de choque desgarran el interior de la nebulosa, un pequeño porcentaje de hierro gasificado provoca un brillo de tonalidad azul, dejando detrás de sí una cavidad tubular en forma de pilar que brilla a causa de la luz del hidrógeno ionizado. En esta imagen se observan los proyectiles de Orión con un detalle sin precedentes, fueron obtenidas gracias a la tecnología de óptica adaptativa del telescopio Gemini-Norte ubicado en la isla de Hawai.





A la izquierda, dos imágenes de la nebulosa de Orión “M 42”, en la imagen superior se muestra el hidrogeno ionizado (**HII**) por la energía de estrellas cercanas, y en la inferior el hidrógeno mas frío que forma hidrogeno molecular (**HI**), el cual emite en el infrarrojo lejano por el lento movimiento de sus átomos, estas ultimas regiones son óptimamente opacas.

A la derecha, una superposición de dos imágenes de la galaxia M51, se puede ver, como se menciona, que las líneas de fuerza del campo magnético galáctico, (imagen en ondas de radio del Effelsberg y VLA, a una frecuencia de 6 cm), coinciden con las regiones HII de la imagen óptica del Telescopio Espacial Hubble.



Mientras ocurre el colapso, el movimiento de la nube “**Momento Angular**”, se conserva. Es decir, si las dimensiones de la nube se redujeran **10.000.000** de veces, su movimiento aumentaría en un factor comparable, pues la misma cantidad de movimiento se mantendría en el reducido espacio que ocupa ahora la nube condensada, esto forma como resultado un disco aplanado “**Disco de Acreción**”, donde el material de la nube

girara en la dirección en la cual había mayor movimiento. No obstante, este mecanismo no puede ocurrir literalmente, porque en nubes muy grandes, la conservación del momento angular generaría velocidades rotacionales mayores a la de la luz. Los escenarios reales muestran que el 99% del momento angular, escapa de la nube al medio interestelar circundante a través de las líneas de fuerza del campo magnético galáctico. Las estrellas más tardías -cuando se trata de sistemas binarios o múltiples-, disminuyen su momento angular rotacional convirtiéndolo en momento angular orbital. Las estrellas de tipo solar, podrían formar sistemas planetarios a los cuales se transferiría la mayor parte del momento angular inicial. Así, en el Sistema Solar, encontramos que Júpiter y Saturno poseen el 98 % del momento angular de todo nuestro sistema.

Mientras ocurre esta transferencia de momento angular, el material del disco de acreción cae al centro, allí las colisiones de los niveles rotacionales del hidrogeno molecular aumentan la temperatura a **105°K**, pero la nube por su baja densidad se mantiene transparente a este calor generado, y este escapa al exterior en forma de la línea infrarroja de **28 μ**. Como la mayor parte de la energía generada por la gravedad, es evacuada por los mecanismos mencionados, la temperatura no se incrementa sino que se mantiene constante, y el gas sigue colapsando libremente. De esta manera aumenta la densidad de la nube al punto en que la concentración de polvo bloquea la luz **UV** de las estrellas cercanas, protegiendo a las moléculas **H2** en la zona exterior al disco de acreción de la disociación por ionización, esto disminuye la conductividad en el interior, lo que hace opaca a la nube a la radiación, disminuyéndose bruscamente la luminosidad de la misma, esto eleva la temperatura en el interior disociándose por completo el **H2**, concluyendo así la fase de caída libre. Cuando la fragmentación

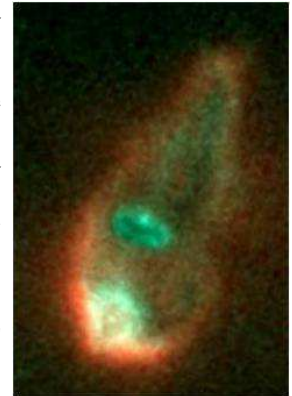
se encuentra en este punto, se le denomina **Glóbulo de Bart J. Bok** o **Glóbulo de Tackeray**, y en su interior se habrá formado una protoestrella. En esta fase, la mitad de la energía liberada, abandona la nube en forma de radiación infrarroja, y la otra mitad va a calentar la nube (calentamiento por energía de acreción). Al final de esta fase la nube, experimenta un máximo de emisión de radiación infrarroja que dura unos cuantos años durante los que tendrá un exceso IR de miles de veces la luminosidad del sol.

Mientras mayor es la masa de la nube de gas, más rápida es su contracción, por ejemplo, una nube cuya masa sea el **8%** de la masa solar (**M☉**), tardaría unos **800 millones de años** en convertirse en una estrella estable, mientras que una con una masa equivalente a **1 M☉**, tardaría solo **10 millones de años**.



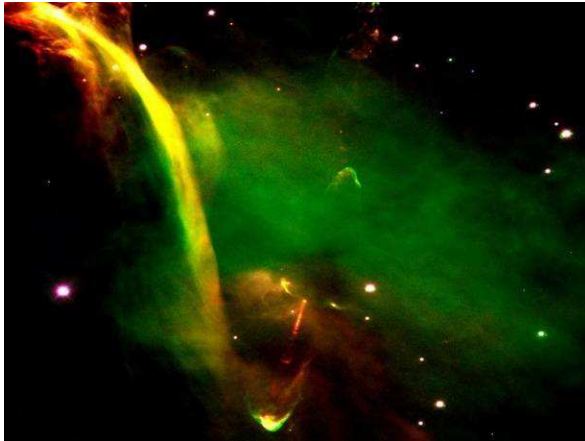
Glóbulos de Book en M16 y en IC 2944

A medida que la estrella se calienta, su radiación térmica comienza a desplazarse hacia infrarrojo cercano, pero dependiendo de la masa que posea entrara en tres categorías diferentes de protoestrellas. Las de baja masa (entre **0,6** y **2 M<sub>☉</sub>**) futuras estrellas tipo sol G o M, denominadas **T-Tauri**, con líneas de emisión de **H**, **CaII**, y **FeII**, las cuales atraviesan una fase de fuerte pérdida de masa en forma de flujo bipolar infrarrojo a velocidades supersónicas, estos impactan el gas en su camino formando una envoltura ionizada, como en la imagen derecha donde se ven los chorros bipolares de una estrella T Taury en M42, obtenida por el **CATLECH**



“Instituto Tecnológico de California”, usando el **HST**.

Hay ocasiones en que estos chorros bipolares viajan miles de años luz hasta encontrar una región de gas donde impactar ionizando la misma, estos comprimen el gas ocasionado su ionización, como las emisiones bipolares de las T Taury son emanados de manera discontinua, la luminosidad del frente de choque varia, estos objetos son conocidos como **Herbig Haro HH**, en la imagen izquierda del objeto **HH 34** también en M42.

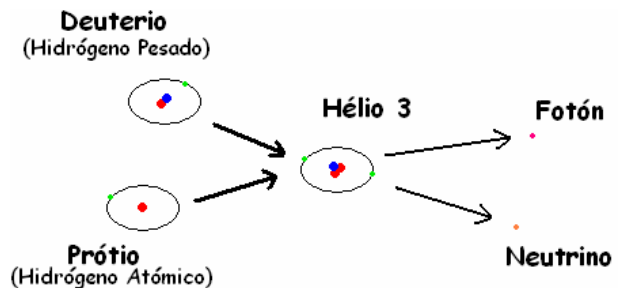


Las estrellas en esta fase, pero con masas entre **2** y **9 M<sub>☉</sub>**, son denominadas **Ae/Be Herbig**, estrellas **Herbig-Bell** o estrellas **Herbig de Emisión**. Las siglas A y E corresponden al tipo

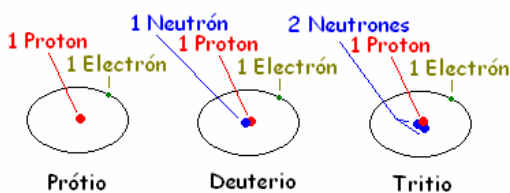
espectral, y el sufijo “e” traduce que presenta fuertes y nítidas líneas de emisión en su espectro, habitualmente de hidrogeno **H $\alpha$**  y del calcio **K**. Estas líneas provienen de un disco de material caliente que rodea a la estrella en formación, o de una envoltura en expansión, la cual forma nebulosidades bastante brillantes. Estas se encuentran superpuestas sobre el espectro de la protoestrella, que por lo demás es un espectro normal. Un ejemplo bien conocido es **R Coronae Borealis**. Sus excesos IR son propios de estrellas con discos activos, se ha encontrado que la fracción de estrellas con discos activos, óptimamente gruesos, es dependiente de la masa estelar, de manera que el disco evoluciona mucho más rápido en estrellas con el rango de masa de las Ae/Be, en comparación a estrellas de baja masa, como las estrellas T Tauri.

La tercera categoría son los **Objetos Sub-Estelares**. La masa solar (**M<sub>☉</sub>**) es **1.047** veces la masa de Júpiter (**MJ**), si la nube no tiene una masa superior a **0,0129 M<sub>☉</sub> = 13,61 MJ**, el producto de su contracción será un planeta gaseoso tipo Júpiter, si la masa fuera mayor, la gravedad al cabo de **1.000.000** años, alcanzara a forzara la temperatura en el núcleo a **100.000 °K**, a esta temperatura la agitación térmica de los átomos desprende todos sus electrones convirtiéndose en “**Plasma**”, en este 4to estado de la materia los núcleos atómicos están dissociados de los electrones, por tanto ocupan mucho menos espacio que los átomos y moléculas enteros, pues un átomo con su corteza electrónica completa ocupa **50.000 veces** más volumen que el núcleo atómico desnudo, los choques entre los átomos a partir de esta temperatura son tan violentos, que vencen sus fuerzas repulsivas dándose inicio a la primera fusión, la fusión del Deuterio (ver figura inferior), donde la Protoestrella empieza a emitir radiación en el infrarrojo aun mas cercano, que disminuye la contracción gravitatoria.

En la fusión del Deuterio, dos isótopos diferentes de Hidrogeno: **2H** (Deuterio) + **1H** (Prótio) el cual es el isótopo más abundante del hidrógeno, se fusionan para formar un átomo de Helio **3He**, de esta reacción se genera un **Neutrino n**, partícula sin carga la cual posee una masa mínima, casi indetectable, y un fotón **g**, partícula que se mueve a la velocidad de la luz y es parte de la energía generada en la reacción, según la ley de la conservación de la energía de **Albert Einstein**. (Los isótopos más comunes del Helio son el **3He** y **4He**)

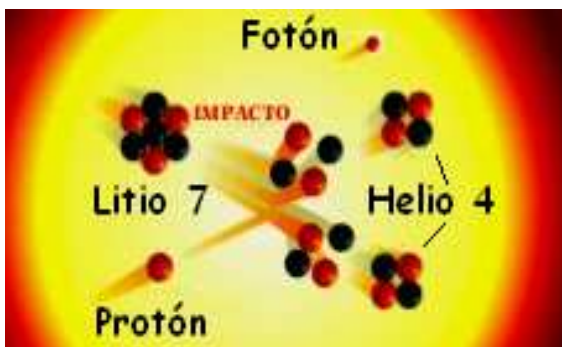
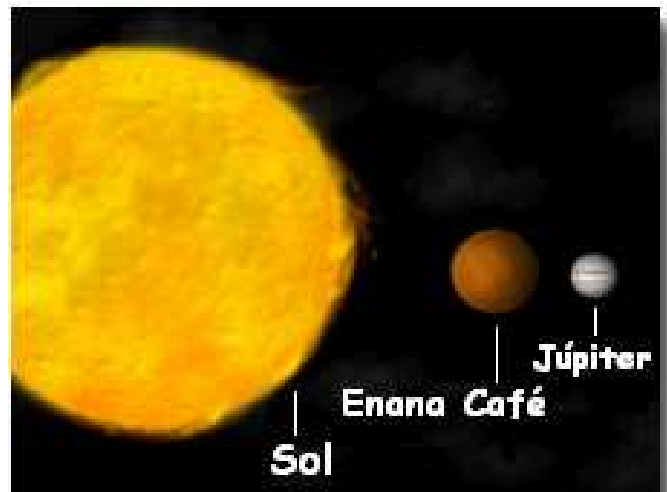


### Isotopos del Hidrógeno



Los átomos de un elemento químico puede tener algunas variantes, en ellas, la cantidad de Neutrones en su núcleo no coinciden con la cantidad de Protones, y aun permanece estable, esto puede hacer a un átomo mas pesado o mas ligero, y con algunas propiedades distintas, sin embargo por tener la misma cantidad de electrones que de protones, es decir, igual cantidad de carga positiva que negativa, no deja de ser el mismo elemento, en la imagen izquierda los tres isótopos del Hidrogeno.

Si la protoestrella no llega a tener una masa superior a **0.061 M<sub>☉</sub> (65 MJ)**, no pasaran mas de **108 años**, para que se agote su deuterio, permaneciendo como **Enanas Marrones o Café**, y las que rondan este limite, no superan en su juventud una temperatura superficial de **2.200° K**, un poco más calientes que las estrellas viejas más frías; estas se irán enfriando y condensando progresivamente en la medida que se van haciendo más viejas, no sobrepasando los **723° K**, si por el contrario la protoestrella supera esa masa, el colapso forzara la temperatura en su núcleo a alcanzar **1.000.000 °K** lo que dará inicio a otra reacción de fusión, además de las del deuterio, es la del Litio **7Li**, un metal muy ligero con tres protones y cuatro neutrones en el núcleo, las enanas cafés, incluso enanas rojas de muy poca masa, no pueden lograr en sus núcleos fusionar el litio, así que lo conservan para toda su vida. Esta reacción consiste en: **7 Li + 1H = 4He + 4He + g** figura siguiente:

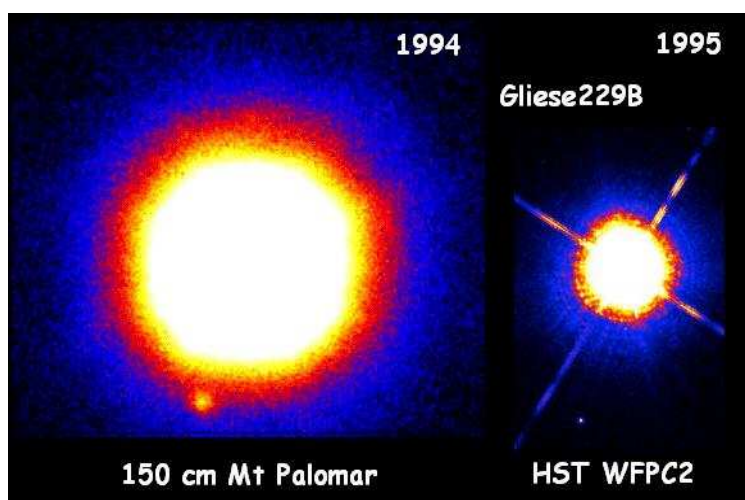


Donde un átomo de Litio **7Li** y 1 átomo de Hidrogeno **H1** se fisioan en dos átomos de Helio (**4He**), o **6Li** y **1H**, se fusionan en dos de Helio (**3H** y **4H**), la energía de estas reacciones convertida en calor, genera desde el núcleo una presión que comienza a obligar al gas de la nube a oponerse a la contracción ocasionada por la gravedad, y la protoestrella se va calentando progresivamente, fusionando también Berilio y Boro en Helio, sin embargo se sigue contrayendo muy lentamente y haciéndose mas luminosa.

Si la protoestrella no supera una masa de **0,084 M<sub>☉</sub> (87,95 MJ)**, agotara su litio en unos **100 millones de años** permaneciendo en el limite entre las Enanas Rojas y las Enanas Marrones.

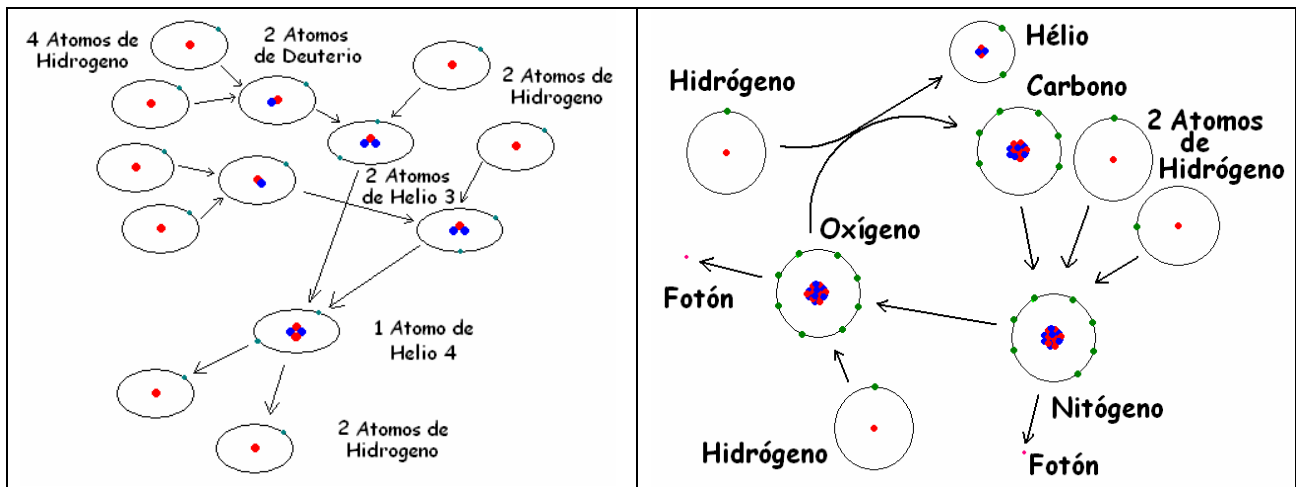
Los objetos Sub-Estelares debido a su reducida masa, no podrán elevar la temperatura de su núcleo para continuar con reacciones mas intensas que las ya descritas, para convertirse en una estrellas. En la imagen inferior derecha la enana marrón **Glises 229B**, esta es el objeto mas pequeño que orbita en torno a un centro de masas junto con la estrella principal.

Si por el contrario, el objeto tiene por encima de **0,084 M<sub>☉</sub> (87,95 MJ)**, después de otros **20 ó 30 millones de años** de contracción, alcanzara una presión que elevara la temperatura en su núcleo a unos **10.000.000 °K**, lo que la transformara en una verdadera estrella al entrar en la **Secuencia Principal**, en esta fase el objeto va a generar elementos pesados a partir del hidrogeno, este proceso es denominado: **Nucleosíntesis**, y en la estrella comienza a convertir hidrógeno en helio por la línea **Critchfiel** o **Protón-Protón (PP)**, en esta cadena de reacciones el elemento más abundante de la nube (Hidrógeno "isótopo prótico") se convertirá en la principal fuente energética de la estrella, esta energía por ser mayor que la generada por la fusión del litio, detendrá la presión ejercida por la contracción gravitatoria, alcanzando la estrella la estabilidad entre presión de radiación generada y colapso gravitatorio, esta estabilidad es conocida como: **Equilibrio Hidrostático**, si la masa no supera **0.8 M<sub>☉</sub> (837,6 MJ)** la estrella se mantendrá quemando hidrogeno como una **Enana Roja**, y debido a su baja gravedad -en relación a estrellas masivas- el proceso de fusión será muy lento durando miles de millones de años, incluso trillones de años, permaneciendo en la secuencia principal mucho más tiempo que cualquier otra estrella. En este momento la estrella emite radiación desde su núcleo en todas las longitudes de onda por estar este en estado solido, esto se explica en el trabajo [Introducción a los Sistemas de Banda Ancha en Astronomía](#).



Si la estrella supera esta masa, tendría suficiente gravedad para generar una temperatura en su núcleo de **18.000.000°K** lo que ocasiona la fusión del hidrogeno a través del ciclo del **C-N-O (Carbono-Nitrógeno-Oxígeno)** o ciclo de **Bethe-Weizsacker**, en las estrellas de entre **0.8 y 3 M<sub>☉</sub>** se dan los dos procesos, simultáneamente, el ciclo **CNO** en el núcleo y el ciclo **Protón-Protón** en las capas menos profundas, este ciclo ocurrirá mientras dure el Hidrogeno, aquí el Carbón actúa como catalizador de la fusión de hidrogeno en helio pues al final del ciclo el mismo se regenera. Por encima de **2 M<sub>☉</sub>** la gravedad comprime el núcleo haciéndolo superar los **18.000.000 de °K** lo que pone el ciclo **C-N-O** por encima del ciclo **PP**.

En las imágenes inferiores, el Ciclo **PP** a la izquierda y en ciclo **C-N-O** a la derecha, es de este modo como el Sol transforma entre **570 y 640** millones de toneladas de hidrógeno en helio cada segundo, la masa resultante es un **1%** menor, que la masa inicial, este pequeño porcentaje de materia faltante se ha convertido en energía (Fotones, Neutrinos, etc) y es el que ejerce la presión de radiación en contra de la gravedad manteniendo el equilibrio hidrostático de la estrella.



En el equilibrio hidrostático, la presión de radiación genera una fuga constante de masa en forma de viento estelar cerca de la superficie de la estrella, por ser estas las capas menos densas, esta fuga se hace más patente a partir de las **10 M<sub>☉</sub>**, y son tan intensas en las estrellas supermasivas, que la masa que escapa de ellas llega a modificar substancialmente su masa total, dicha presión de radiación es quien establece un límite de masa para las estrellas de unas **120 M<sub>☉</sub>**, ya que más allá de unas **100 M<sub>☉</sub>**, la presión fotónica es tan intensa que barre el material evitando que se acrete mas material a la estrella en formación, de este modo las estrellas que se han formado con masas superiores a **75 M<sub>☉</sub>**, son inestables, y en algún momento colapsara todo o explotara todo, porque la contracción gravitatoria no es compensada por la energía de la fusión, ni por los electrones de los núcleos atómicos.

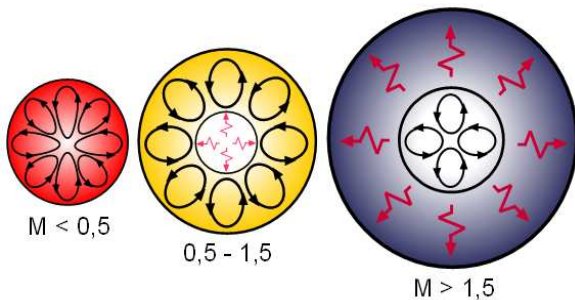
Al comenzar la nucleosíntesis la estrella comienza a emitir radiación en el óptico, sin embargo se mantiene en la fase T Tauri de líneas débiles **TTLD** (Imagen Derecha), ya que no han alcanzado el equilibrio hidrostático, por esto su brillo es variable y muestran líneas espectrales de emisión por el gas frío el cual aun las envuelve, este luego comienza a ser despejado por el viento estelar.

Mientras las estrellas tienen en su núcleo temperaturas inferiores a unos **15.000.000 °K** poseen mucha **Opacidad**, es decir, poca transparencia a los Fotones, así que los fotones generados en las reacciones no pueden escapar de la estrella libremente, porque tienen una energía menor que la de los electrones de los átomos que la constituyen, por lo que son absorbidos y reemitidos miles de trillones de veces antes de escapar de la misma (**dispersión de Thomson**). En el caso de nuestro sol, la radiación generada en su núcleo tarde aproximadamente un millón de años en salir a la superficie. Por encima de esta temperatura los fotones tienen energías similares a la de los electrones y encuentran más transparencia en el medio (**dispersión de Compton**), así que a mayor masa, mayor presión en el núcleo, y mayor temperatura, por esto menor opacidad. En el caso de las protoestrellas cuando su núcleo no posee temperaturas tan elevadas y hay poca transparencia, el calor es evacuado mediante transporte convectivo.



En este proceso el material más caliente por tener menor densidad que el de su entorno, forma burbujas que se eleva hacia las capas superficiales mientras que el material más frío por ser más denso, desciende, esto aporta hidrogeno fresco al núcleo de la estrella. En las estrellas de masa inferior a **0,3 M<sub>☉</sub>**, como las enanas marrones y las enanas rojas mas pequeñas, los procesos de convección mezclan el material desde sus núcleos con el de sus capas superficiales, en el caso de las enanas marrones por no tener temperaturas suficientes para fusionar el litio en su núcleo, la convección esparce este elemento por toda la estrella, de manera que detectando su presencia en los análisis espectrales (**Test del Litio**) se pueden distinguir de las enanas rojas que también son enteramente convectivas pero han fusionado su litio en las reacciones del núcleo, presentando mas bien una sobreabundancia de carbono en su atmósfera.

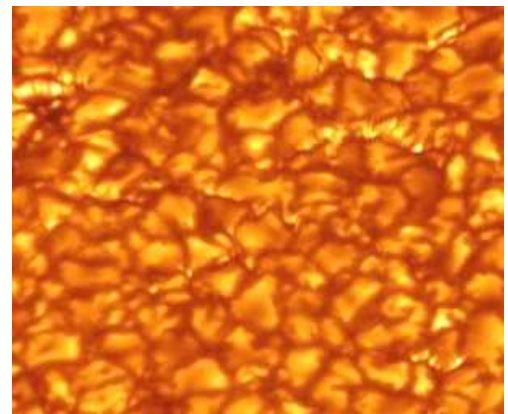
Las estrellas con una masa superior a **1 M<sub>☉</sub>** después de haber iniciado las reacciones de fusión, tienen una opacidad tan baja a la radiación, que alrededor de su núcleo surgirá una capa completamente transparente a los fotones donde se presenta la mencionada dispersión de Compton, esta capa es llamada **Zona Radiativa**, y a mayor distancia del núcleo su temperatura disminuye hasta el punto en que se vuelve opaca a la radiación, y el gas calentado al absorber los fotones presenta por el contrario la dispersión de Thomson, a partir de esa zona, como se explico, el calor escapa por convección, por esto se denomina **Zona Convectiva**. A partir de **1 M<sub>☉</sub>** cuanto mayor sea la masa de la estrella, mayor será la zona radiativa y menor la zona convectiva en relación al tamaño de la estrella. De esta manera una estrella típica se divide en núcleo, manto y atmósfera. En el núcleo se producen las reacciones nucleares que generan su energía. El manto transporta dicha energía hacia la superficie y según cómo la transporte, por transparencia o por convección, se dividirá en dos zonas: radiativa y convectiva. Finalmente, la atmósfera es la parte más superficial de las estrellas y la única que es visible desde afuera.



A las **1,5 M<sub>☉</sub>** la cubierta convectiva prácticamente ha desaparecido y la estrella es casi totalmente radiativa. En las estrellas que tiene por encima de **1,5 M<sub>☉</sub>** al fusionar también el hidrógeno mediante el ciclo **CNO**, mucho más dependiente de la temperatura que el ciclo **PP**, se desestabiliza la región central tornándose convectiva, esto provoca que la región de producción de energía se encuentre muy localizada en el centro. Cuanto mayor sea la masa de la estrella a partir de aquí mayor será el **Núcleo Convectivo**. Aun así estos núcleos suelen ser bastante pequeños en relación al tamaño de la estrella. Entre la zona

radiativa y la convectiva se genera un roce, producto de la rotación diferencial que mezcla el material de ambas regiones lo que produce intensos campos magnéticos en la estrella, esta zona presenta un déficit de helio y se denomina **“Tacomina”**.

La vida de algunas estrellas con regiones convectivas próximas al núcleo puede alargarse hasta en un **20%** al aportarse hidrogeno a este, aumentándose la masa del futuro núcleo de helio hasta en un **30%**. En la imagen derecha burbujas de hidrógeno (**Supergránulos**) que después de ceder su energía a la fotosfera solar en forma de luz -por ser esta de nuevo transparente a los fotones debido a su baja presión- se enfrían, y fluyendo hacia los bordes de las burbujas vuelven a descender a las profundidades. Cada una tiene tamaños típicos de unos **1.000 km** de diámetro. En las estrellas masivas dado que su zona convectiva no penetra hasta el núcleo, no se mezcla el material de este con el de sus capas externas, y sus espectros a no estar contaminados, muestran una composición superficial igual a la que tenía la nube que la formó. Esto se evidencia en estrellas de masas similares o mayores que la del Sol donde el litio permanece en sus atmósferas ya que la convección no logra penetrar hasta el núcleo.



A lo largo de la fase en el que la estrella mantiene su equilibrio hidrostático, el Hidrógeno **H** se ha transformado en Helio **He**, acumulándose en el núcleo, y la fusión de hidrógeno sólo puede continuar en una capa alrededor de este núcleo de helio. En este momento alrededor del **10%** del hidrogeno total de la estrella se ha consumido, entonces no se produce suficiente energía para contrarrestar la gravedad y las capas superficiales comprimen de nuevo el núcleo, aumentando una vez mas la temperatura en su interior, haciéndolo llegar a mas de **100.000.000°K**, lo que desencadena un nuevo proceso, el **Triple Alfa** o ciclo **Sal-Peter**, donde se fusionan dos átomos de Helio en uno de Berilio, y este a su vez se fusiona con otro de helio para formar **Carbono (C<sup>12</sup>) + γ**, y **C<sup>12</sup> + He<sup>4</sup> = O<sup>16</sup> + γ**, estas transformaciones producen energía nueva que detiene de nuevo la contracción del núcleo y proporciona un nuevo sustento a la estrella, este ciclo dura menos que la fusión del hidrogeno (alrededor de **1 millón de años** para una estrella de **10M<sub>☉</sub>**), sin embargo, durante esta fase, el exceso de producción de energía supera la gravedad, lo que hace expandir las capas más externas de la estrella, aumentando en

mucho sus dimensiones y convirtiéndose en una **Gigante Roja**, con un diámetro que puede llegar a ser hasta **300 veces** el del Sol, y acabando con una masa final muy inferior a la original, al arrojar hacia el espacio sus envolturas más superficiales debido a la altísima presión de radiación causado por el proceso **Triple Alfa**. Para las estrellas más masivas este efecto es importante desde el principio ya que pueden expulsar en forma de viento estelar más del **90%** de su masa.

Una estrella con una masa inicial de **6M<sub>☉</sub>** habrá perdido después de la fase de gigante roja, unas **4,6 M<sub>☉</sub>**, la fusión se mantendrá solo en la capa de helio que envuelve al núcleo de carbono, ya que para ocurrir la fusión de este elemento se necesitan de temperaturas superiores, cuando la estrella ya no produce suficiente energía para contrarrestar la contracción gravitatoria se rompe de nuevo el equilibrio, y se precipitan una vez más las capas externas sobre el núcleo, este episodio final a la fase de gigante roja, es mantenido de manera cíclica durante aproximadamente un millón de años por las estrellas de entre **3 y 15 M<sub>☉</sub>**, a estas se les denomina **Variables Ceféidas**, en ellas el colapso de sus capas superficiales, aumenta la temperatura y presión en el interior, deteniéndose la contracción, la capa de helio alrededor del núcleo reacciona generando radiación la cual no puede escapar, por lo que la estrella comienza a hincharse expandiéndose para dejar escapar esta radiación, esta va a aumentar su brillo, al dilatarse, sus capas más externas se enfrían y pierde luminosidad. Por esto en las variables Ceféidas su luminosidad es máxima cuando el radio es mínimo, y viceversa, la variación de su tamaño oscila entre un **5 y 10%**. Las estrellas más masivas por tener un mayor tamaño toman más tiempo en dilatarse, así que sus periodos de pulsación son más largos.

Si la estrella no cuenta con una masa inicial mayor a **4M<sub>☉</sub>**, no sería lo suficientemente pesada para generar en el núcleo la fusión del Carbono, y no habrá presión de radiación que detenga el colapso, así que este continuara hasta que los átomos en el núcleo estelar no pueden acercarse más unos a otros, pues violarían el **Principio de Exclusión de Pauli**, el cual no permite que los electrones ocupen una misma orbita por encima de la capacidad electrónica de la misma, ya que se excluirían mutuamente repeliéndose, por esto los electrones de los átomos apretujados unos con otros en los niveles inferiores de energía, al ser obligados a desplazarse a otro nivel de energía más allá del primer orbital, salen de sus orbitas y forman un mar de electrones libres que se mueven al azar entre los núcleos atómicos por no poder estar en reposo, pues las cargas opuestas se repelen. A esta sopa de núcleos atómicos y electrones libres a alta densidad se le conoce como **Materia Degenerada**. Mientras esto pasa en el núcleo, las capas superficiales chocan contra este núcleo degenerado y rebotan hacia el espacio perdiéndose un **40%** de la masa de la estrella, con lo que se forma una nebulosa planetaria, que puede alcanzar medidas típicas de alrededor de **10.000 UA**, manteniéndose visibles durante aproximadamente **50.000** años antes de despejarse en el espacio, sin embargo después de pocos meses de la expulsión de dichas capas, es visible la estrella **Enana Blanca** remanente, muy azulada debido a que se encuentra aún muy caliente (para la estrella central de la nebulosa **M57** se ha calculado un temperatura de alrededor de **117.000 °K**). El enfriamiento de una enana blanca dura miles de millones de años, producto de la conducción hacia la superficie de la energía térmica residual que se encuentra almacenada en el interior del núcleo, donde ya no ocurren reacciones, el gas degenerado que la constituye, puede enfriarse a lo largo de millones de años, pero la estrella no se contraerá más, por que la presión de los electrones libres lo impide, manteniendo el equilibrio de la estrella por no poder comprimirse más. De esta manera, una estrella como nuestro sol termina su vida comprimida en una esfera de un tamaño casi como el de la Tierra, con una densidad de aproximadamente, una tonelada por centímetro cúbico, al final de su enfriamiento pasa del color blanco al amarillo; y luego al pardo para finalmente terminar como una **Enana Negra**.

Las estrellas que conservaran después de la fase de gigante roja una masa superior a al **Límite de Chandrasekhar 1,44 M<sub>☉</sub>**, al acabarse la presión de radiación del proceso triple alfa, generaran una presión en el núcleo de (**240 kg/cm<sup>3</sup>**), que aumentara la temperatura en el mismo a **600.000.000°K**, iniciándose la fusión del **Carbono en Oxígeno (O<sup>16</sup>) Neón (Ne<sup>20</sup>) y Magnesio (Mg)**, -este ciclo dura aun menos, alrededor de **10 mil años** para una estrella con **10M<sub>☉</sub>**, al terminarse la fusión del carbón, el nuevo colapso debe generar una presión de (**3.400 kg/cm<sup>3</sup>**) para elevar la temperatura en el núcleo a **1.200.000.000°K**, como toda reacción nuclear emite una cantidad de fotones creados por liberación de energía térmica y radiación -que crece con la cuarta potencia de la temperatura (ley de Planck)-, los fotones radiados a esta temperatura son tan energéticos que fisionan (dividen) el **Neón en Oxígeno ( $\gamma + \text{Ne}^{20} = \text{O}^{16} + \text{He}^4 + \gamma$ )**, a esta fisión causada por fotones de alta energía se conoce como **Fotodesintegración** o **proceso p** “proceso gamma”, este **Helio** producido se fusiona también con otros átomos de **Neón** para formar **Magnesio ( $\text{He}^4 + \text{Ne}^{20} = \text{Mg}^{24} + \gamma$ )** de este modo desaparece el **Neón** mientras se incrementa el oxígeno y el magnesio, este ciclo dura unos **12 años**, luego al terminarse este proceso el núcleo se comprime a (**7.400 Kg/cm<sup>3</sup>**) elevándose la temperatura a **1.500.000.000°K** lo que inicia la fusión del **Oxígeno (O<sup>16</sup>) en Silicio (Si<sup>28-30</sup>), Azufre (S<sup>34</sup>), Calcio (Ca<sup>42</sup>), y Titanio (Ti<sup>46</sup>)** en un ciclo que dura solo unos **4 años**, después de este ciclo solo estrellas con una masa inicial de **9M<sub>☉</sub>**, comprimirían el núcleo a (**35.500 kg/cm<sup>3</sup>**) lo que aumenta su temperatura a **2.700.000.000°K**, y se fotodesintegra el **Silicio (Si<sup>28</sup>) en (Si<sup>27</sup>) o (Mg<sup>24</sup>)** emitiéndose gran cantidad de protones y neutrones que son recapturados por los átomos más pesados para formar **Hierro (Fe)**, al alcanzarse mayor temperatura también el

**Silicio** ( $\text{Si}^{28}$ ) se fusiona en **Níquel** ( $\text{Ni}^{56}$ ), que se degrada a través del ( $\text{Co}^{56}$ ) en **Hierro** ( $\text{Fe}^{56}$ ), y el **S** (**Azufre**), en **Ca** (**Calcio**), **Ti** (**Titanio**), **Va** (**Vanadio**), **Cr** (**Cromo**), **Mn** (**Manganeso**), y **Hierro** ( $\text{Fe}^{56}$ ).



El agotamiento del elemento en el núcleo, contracción y fusión de un elemento más pesado, genera una estructura de capas, donde el elemento más pesado se fusiona en el núcleo, y los más livianos se fusionan en capas más superficiales donde las temperaturas y presiones son menores.

Es así como todas las reacciones de este último ciclo van a obtener como producto final la formación de hierro, por este motivo este ciclo no dura más de una semana, ya que al seguirse produciendo hierro en la capa alrededor del núcleo, la masa del mismo aumenta hasta al límite de Chandrasekhar **1,44  $M_{\odot}$** , alcanzando un radio de **3.500** kilómetros y una densidad de **20 toneladas por  $\text{cm}^3$** , lo que vence a la presión de los electrones degenerados y dicho núcleo colapsa elevándose la temperatura a **3.000.000.000°K**, la fusión de átomos más pesados que el hierro en elementos más pesados no libera energía sino que consume energía, lo que enfría la estrella por la absorción de energía, esto detiene la fusión del hierro y la presión de radiación generada en el núcleo se detiene súbitamente colapsando las capas que se encuentran alrededor del núcleo de la estrella sobre el este. Por otro lado, los **Nucleones** (protones y neutrones) en los núcleos atómicos se mantienen unidos por la interacción nuclear fuerte, al aumentar la cantidad de protones en los átomos más allá del hierro aumenta la fuerza electromagnética que los repele por tener estas cargas iguales, pero no aumenta la fuerza fuerte que los mantiene unidos porque esta es de corto alcance, así que un nucleón se ve muy influenciado por los nucleones más cercanos, pero menos influenciado por los más distantes, por ende, a medida que los átomos son más pesados que el hierro es más fácil fisiónarlos (dividirlos), y es así como la emisión de fotones de tan alta energía que se generan más allá de estas temperaturas fisiónan por fotodesintegración los átomos de hierro en partículas alfa y neutrones ( $\text{Fe}^{56} + \gamma = 13 \text{He}^4 + 4 \text{n}$ ), estas partículas son, a su vez, destruidas por otros fotones ( $\text{He}^4 + \gamma = 2 \text{p} + 2 \text{n}$ ) generándose una avalancha de neutrones en el centro de la estrella. Estas reacciones no detienen el colapso y se siguen generando neutrones, lo que enfría y disminuye la presión de radiación acelerándose el proceso, y los átomos de hierro capturan neutrones y protones “**proceso-r**” y “**proceso-rp**” respectivamente, transformándose este en elementos más pesados. Las capas adyacentes comienzan a caer sobre el núcleo fotodesintegrándose por los fotones de alta energía en más neutrones y protones continuando los procesos de captura de protones y neutrones, esta presión obliga a los electrones degenerados a caer sobre los núcleos atómicos reaccionando con los protones para formar más neutrones ( $\text{p} + \text{e}^- = \text{n} + \text{v}^e$ ) proceso conocido como “**Captura de Electrones**” y en un lapso cercano a un segundo, este núcleo de hierro con un tamaño de la mitad del diámetro de la Tierra se convierte en una estrella de neutrones de unos **10 Km** de diámetro, a la vez que las capas más superficiales y menos densas de la estrella, se desploman hacia el núcleo rebotando contra el flujo de Neutrinos generados por el proceso ya descrito, produciéndose una explosión (**Supernova**) que las expulsa al espacio, liberándose en uno o dos meses toda la energía que quedaba en su interior, formándose de igual manera una nebulosa planetaria.

Si la masa del núcleo en colapso es entre **(1,5 y 2,5)  $M_{\odot}$** , los propios neutrones frenan el colapso, la densidad de la materia en esta **Estrella de Neutrones** remanente, sería tal que una cucharada de materia pesaría igual que el planeta tierra. Si la masa del núcleo fuera mayor, la gravedad comprimiría la materia del núcleo aun más y se rompería la fuerza que une a los Quarks a través de los **Gluones** para formar neutrones, resultando como remanente de la explosión, una **Estrella de Quarks** formada por lo que se denomina **Plasma de Quarks-Gluones**. Pero si la masa total de la estrella para este momento fuese mayor a **20  $M_{\odot}$** , su peso comprimiría la materia del núcleo en tal proporción, que se descompondrían los quarks en un estado de singularidad de la materia (**Agujero Negro**) con una gravedad tal, que todo lo que se acerque a él después del límite de **Schwarzschild (Horizonte de los Sucesos)**, no podría escapar a su gravedad, incluso la luz. Para estrellas de masa mayor a **40 o 50  $M_{\odot}$** , no hay supernova sino una implosión completa en las que el agujero negro que se forma en el colapso, engulle todo antes de que la explosión pueda salir.

### Supernovas (SN) y Novas (N)

Ambos fenómenos son explosiones de estrellas al final de sus vidas, las **Supernovas**, a las que actualmente se les da la designación de (SN), se dividen según su naturaleza en dos categorías, comenzaremos con las de **Tipo II**, que son la continuación del ciclo que venimos narrando. Estas se producen cuando se acaba el ciclo de nucleosíntesis de estrellas que poseían una masa inicial superior a **9  $M_{\odot}$** , y su núcleo colapsa por no poder fusionar hierro, esto ocasiona que la estrella explote produciéndose una onda de choque, que causa reacciones de fusión que transforman el **Silicio** y el **Azufre** de las capas más próximas al núcleo, en **Níquel**, **Cobalto** y **Hierro**. Unas horas después de la explosión la onda de choque llega a



la superficie de la estrella, generando una temperatura superficial de unos **200.000°K**, y arrojando esas capas superficiales al exterior a unos **15.000 Km/seg**, permitiendo ver la radiación de más adentro, en su mayor parte luz proviene de la energía liberada por la descomposición radioactiva del cobalto y el níquel producidos durante la explosión.

Las **SN Tipo II**, se subdividen a su vez en tres subclases, la primera de ellas: **II-P, (de Plateau)**, donde después de la explosión, su brillo se mantiene casi de manera constante "**Meseta**" unos 2-3 meses antes de debilitarse, esto se debe a que poseen una gran envoltura de hidrógeno, esta cual atrapa la energía en forma de rayos gama producida en la explosión, para luego liberarla lentamente, en forma de luz visible. Las **II-L (de Lineal)** son más raras, en ellas su brillo disminuye mucho más rápidamente desde el pico inicial "**Decrecimiento Lineal**" esto es la consecuencia de poseer envolturas de hidrogeno mucho menores, por lo que convierten menor cantidad de rayos gamma en luz visible. Las **Iib** presentan un doble máximo en su brillo, se piensa que son el resultado de estrellas masivas que han perdido casi toda su envoltura de hidrogeno, aunque no toda, antes de explotar, su segundo pico se produce unas pocas semanas después de la explosión inicial, pues en los restos de la supernova, el Níquel  $\text{Ni}^{56}$  (**28p 28n**) por la captura de un electrón decae a **Cobalto Co<sup>56</sup>** (**27p 29n**) en **6,077 días**, este **Cobalto** a su vez decae a **Hierro Fe<sup>56</sup>** (**26p 30n**) a los **77 días** por la captura de otro electrón.

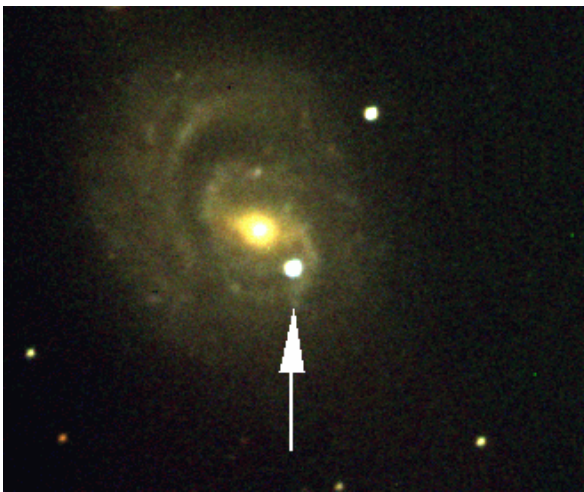
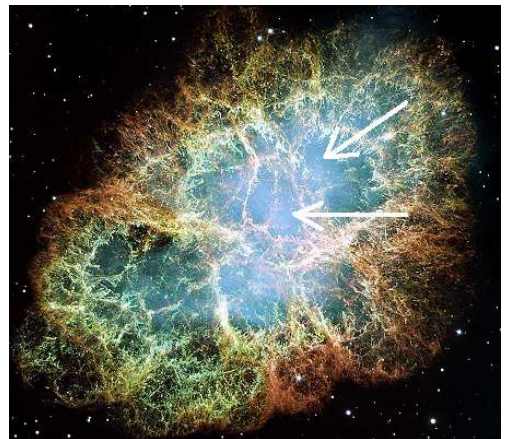
Las SN tipo II, carecen de hidrogeno en su espectro, pero tiene líneas de silicio, estas ocurren en estrellas jóvenes de la población I, por tanto están concentradas en los discos de las galaxias espirales. Algunas estrellas excepcionalmente grandes pueden producir al extinguirse un tipo teórico de explosión, conocido como "**Hipernova**".

La otra clase de supernovas son las **SN Tipo I**, las cuales se originan en sistemas estelares dobles, estas al igual que las tipo II, también se subdividen en tres categorías. La primera **Ia**: se presenta en escenarios donde la estrella menos masiva del sistema se mantiene en la secuencia principal, mientras que la compañera mas masiva pasa primero a la fase de gigante roja, inflándose hasta que se extiende más allá de su esfera de dominio gravitacional (**Lóbulo de Roche**) y entra en el de su compañera y el hidrogeno de sus capas mas externas y menos cohesionadas, es capturado por la gravedad de la compañera. Este flujo de hidrógeno puede precipitarse tan rápidamente sobre la compañera, que gran parte de el se escapa formando una nube que envuelve a ambas estrellas, esto frena sus orbitas, y la distancia entre las dos estrellas se estrecha, su movimiento orbital crea un efecto de «batidora» que envía la mayor parte de éste material, fuera del sistema. Luego la gigante roja evoluciona a enana blanca, mientras que su compañera que todavía se encuentra en la secuencia principal, contiene el único hidrógeno del sistema. Con el tiempo, la estrella que todavía está en la secuencia principal alcanza la fase de gigante roja, expandiendo sus capas de hidrógeno, y el ciclo empieza de nuevo pero a la inversa, el hidrógeno atraído por la alta gravedad de la enana blanca, escapa de la estrella gigante roja dejando su núcleo de helio al descubierto, a la vez que se forma otra envoltura común para las dos estrellas. Este gas frena de nuevo sus orbitas, acercándolas aun mas, y de nuevo sus movimientos orbitales combinados alejan la mayor parte de la envoltura, despojando completamente al sistema de hidrógeno. Sin embargo, la mayor gravedad generada por la enana blanca, sigue atrayendo materia de la estrella en evolución, la cual es asimilado por la misma, hasta el momento en que su masa excede el límite de Chandrasekhar  $1,44M_{\odot}$ , y los electrones degenerados ya no son capaces de sostener los núcleos de carbono colapsándose la estrella y provocando una presión en el núcleo de **Carbono** y **Oxígeno** degenerado, lo que desencadena la fusión del **Carbono** desde el centro hacia fuera produciéndose una poderosa onda de choque que destruye la estrella, expulsando toda su masa al espacio, al tener la estrella poco hidrógeno en su superficie, éste se ioniza volviéndose transparente e indetectable, por este motivo sus espectros no presentan Hidrógeno ni Helio, y presentan en cambio una línea de Silicio en el espectro de emisión producido en la explosión. En esta se produce mucho níquel cuya desintegración domina el pico de la curva. La energía liberada, para estas supernovas es siempre la misma, porque el límite de Chandrasekhar marca la masa crítica para la fusión del carbono, por esto las **SN Ia** explotan siempre con igual intensidad, alcanzando magnitudes absolutas de **-19**, por esto se pueden usar para la medición de sus distancias, en las galaxias que las contienen. El núcleo remanente de la estrella enana blanca se convierte en una estrella de neutrones.

Las **SN tipo Ib** e **Ic**, se piensa que son el resultado del colapso de los núcleos de estrellas masivas (WR en el caso de las Ib) que han perdido sus envolturas externas (de hidrógeno para las **Ib**, e hidrógeno y helio para las **Ic**), por causa del viento estelar o por la transferencia de la masa a la estrella compañera del sistema binario. A pesar de su clasificación, las SN tipo Ib e Ic están mas relacionadas con las SN tipo II que con las de tipo I. Las supernovas tipo I, ocurren en las estrellas viejas de la población II, ya que se encuentran en las galaxias elípticas y en los halos de las espirales, con magnitudes absolutas de **-17,5**, y tienen rangos menos amplios de magnitudes en el pico.

Hay SN tipo I, como la **SNLS-03D3bb** la cual acreció **50%** más materia por encima del límite de Chandrasekhar, se propone que esa estrella tenga una rotación muy rápida, o que en vez de una enana blanca sean dos, que han colisionado. La idea implica un par binario de enanas blancas, una de las cuales está hecha primariamente de helio que está siendo lentamente absorbido por su compañera. Cuando el helio se acumula en la superficie de la enana blanca principal, una explosión sucede cuando alimenta una débil y breve explosión supernova.

Los remanentes de supernova pueden clasificarse en **Remanentes con Envoltura**, y **Pleriónes**, estos últimos tienden a ser remanentes relativamente jóvenes, donde en el producto de la supernova se formó una estrella de neutrones giratoria (**Pulsar**), cuya emisión de energía bipolar hace brillar las regiones centrales por radiación sincrotrón, viéndose brillar tanto la envoltura en expansión, como la región central de la nebulosa, tal es el caso de la nebulosa del cangrejo “imagen derecha”. Las **Novas (N)** tienen una naturaleza similar a las supernovas tipo I, en estas, el hidrógeno es absorbido más lentamente por la enana blanca desencadenándose una reacción de fusión del hidrogeno acumulado en la superficie antes de que la masa total alcance el límite de Chandrasekhar, por esto la explosión es de menor intensidad al no haber el colapso del núcleo.



De este modo, las supernovas llegan a una **M**

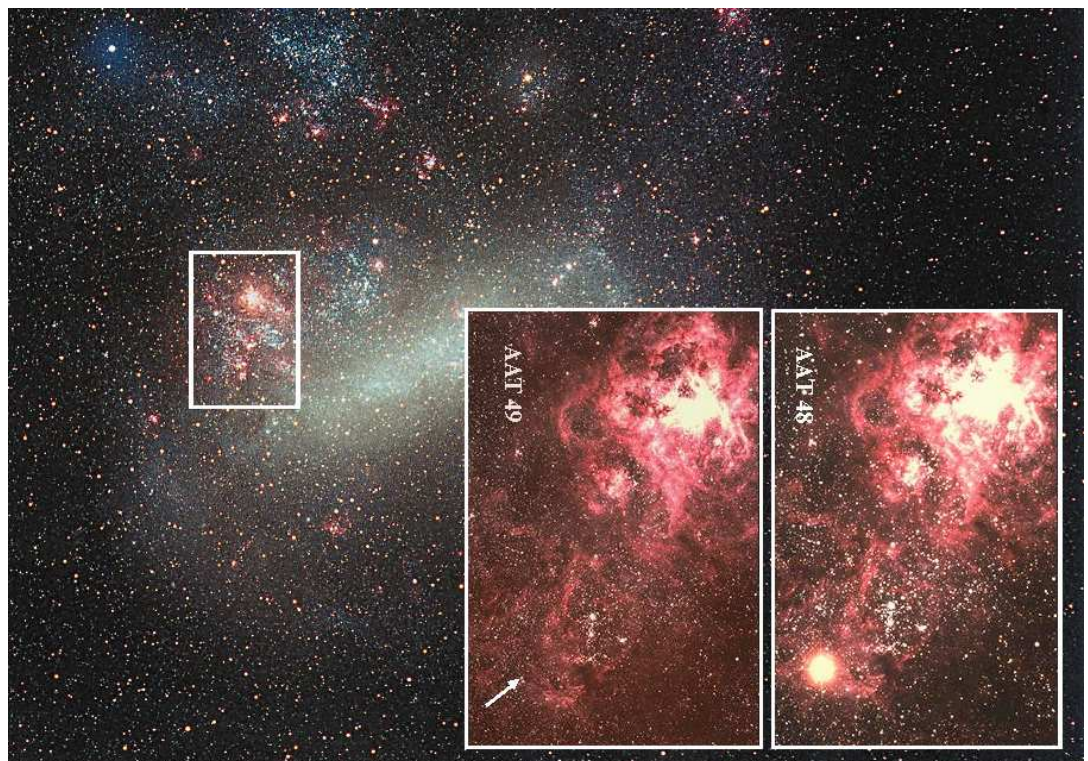
(Magnitud Absoluta) de entre  $-17,5$  y  $-19$ , lo cual representa una luminosidad **25.000** veces mayor, ganando un promedio de **22 magnitudes** por encima, quedando esta multiplicada unas **1000 millones** de veces, muestra de ello es la imagen izquierda de la Supernova **Sn 1999em**, en la galaxia **NGC 1637**, sin embargo la luminosidad óptica representa solo el **0,01 %** de la energía liberada en la explosión. La mayor parte de la energía emerge en forma de neutrinos.

Las Novas (**N**) por su parte, no suele superar una **M** de  $-7$ . Como ya vimos, los elementos mas pesados que el hierro se forman durante las supernovas, sin embargo, estas no bastan para explicar como se forman elementos tan pesados como el **Oro**, el **Platino** o el **Uranio**, hoy se cree que es debido al choque de estrellas de

neutrones, eventos cuyo nivel energético sería tan alto que incluso formarían algunos elementos transuránicos que mas tarde decaen.

La **SN 1987A** fue producto de la explosión de la estrella Súper gigante Azul **B3 Sanduleak -69° 202a** a **168.000** años luz en la Nebulosa Tarántula de la Nube mayor de Magallanes.

**Kwong-Sang Cheng** de la Universidad de Hong Kong y sus colegas han aportado evidencias de que una estrella de quarks se formó como producto de esta explosión



## La Formación Estelar a Gran Escala

Para hablar del nacimiento de estrellas a gran escala, debemos referirnos al término **starbursts** (brote de formación estelar) el cual evolucionó de la frase "**Flashing Galaxies**", que hacía referencia al aumento en la luminosidad de regiones **H II** extragalácticas debido a un incremento en la formación de estrellas masivas. Los starbursts de estrellas masivas y sus regiones **H II** asociadas, se los reconoce por tener colores azules, líneas de emisión nebulares intensas, y (si contiene polvo) una alta luminosidad en el IR lejano, esto se debe a que dichas estrellas masivas todavía están envueltas por nubes de polvo y gas de las que se formaron, su alta emisión en el UV, calienta las partículas de polvo de la nube y estas reemiten la energía en el IR lejano. En la imagen inferior la galaxia **M 101** en el CIR (infrarrojo cercano), las regiones de formación estelar **H II** se ven el color violeta, en esta composición de falso color en el IR capturada por el Telescopio **Spitzer**.

En la mayoría de las galaxias "starburst", el aumento en los nacimientos de estrellas se presenta debido a que dos galaxias colisionan y se unen, o cuando las dos están muy cercanas entre sí y su atracción gravitacional mutua, causa una inmensa agitación del polvo y el gas, ocasionando una explosión en el nacimiento de estrellas. Estos escenarios forzan la aparición de supernovas, debido a la creación de estrellas masivas las cuales mueren rápidamente y estallan. En este sentido, existen varios entornos donde se pueden presentar starbursts: galaxias enanas, en las que sólo se observa el starburst, núcleos de galaxias, galaxias irregulares ricas en gas, galaxias en colisión o regiones **H II** gigantes localizadas en brazos espirales.



Los espectros integrados de las galaxias starburst, muestran en todos los casos que están dominados por una población estelar joven, pues se observan líneas de absorción en el UV. Terlevich (1997) propone considerar las siguientes tres fases de starbursts:

**Fase Nebular:** Se caracteriza por la presencia de líneas de emisión muy intensas provenientes de la ionización del gas por las estrellas masivas. El ancho equivalente del  $H\alpha$  es mayor que 10 nm, lo que corresponde a un starburst de < 10 Ma.

**Fase Temprana:** Se caracteriza por la presencia de líneas de emisión débiles salvo las de  $H\alpha$ , y de líneas de absorción de Balmer intensas. El ancho equivalente de  $H\alpha$  < 10 nm, lo que equivale a una edad del starburst de entre 10 y 100 Ma.

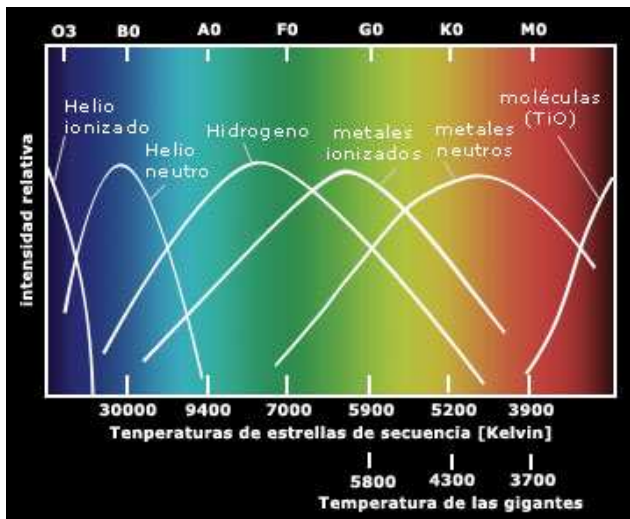
**Fase Tardía:** El espectro se caracteriza por líneas de absorción de Balmer. Estos starbursts tienen varios cientos de millones de años y hasta 1000 Ma.

El astrónomo aficionado puede realizar estudios de este tipo de regiones aprovechando la sensibilidad al NIR de las CCDs en los Starbursts mas accesibles a sus instrumentos, los mas importantes dentro de nuestra galaxia son: El cúmulo abierto **Westerlund 1**, localizado en la constelación Ara a una distancia entre 2 y 5 kpc (6.520 y 16.300 al), este se encuentra ubicado detrás de una inmensa nube de gas y polvo que bloquea la mayor parte de la luz visible, se han identificado numerosas estrellas WR en su estructura. El segundo es, **W 49**, una de las regiones más activas en cuanto a formación estelar en la Galaxia la cual es una nube molecular gigante con una masa estimada de **106Mo** localizada a unos 11.4 kpc (37.164 al) de distancia.

El más importante Starbursts extragaláctico, es **30 Dor**, en la **Nube Mayor de Magallanes**, en esta supergigante región **H II** denominada **N157**, y sus alrededores, se está desarrollando la mayor parte de la formación estelar masiva de la Nube Mayor, la fuente de ionización principal de la nebulosa es un cúmulo compuesto por estrellas de tipo O muy tempranas, el objeto central **R136**, es el núcleo del cúmulo ionizante y está compuesto de muchas estrellas brillantes. La segunda región **H II** más grande de la Nube Mayor de Magallanes luego de 30 Dor, es el complejo nebuloso **N 11**, se ubica en el extremo opuesto de la barra que caracteriza a esta galaxia irregular. Este complejo consiste de una cavidad principal rodeada de nueve complejos nebulares de diversos tamaños. El estudio de objetos cercanos y bien resueltos nos permite entender la naturaleza de objetos más alejados y poco resueltos.

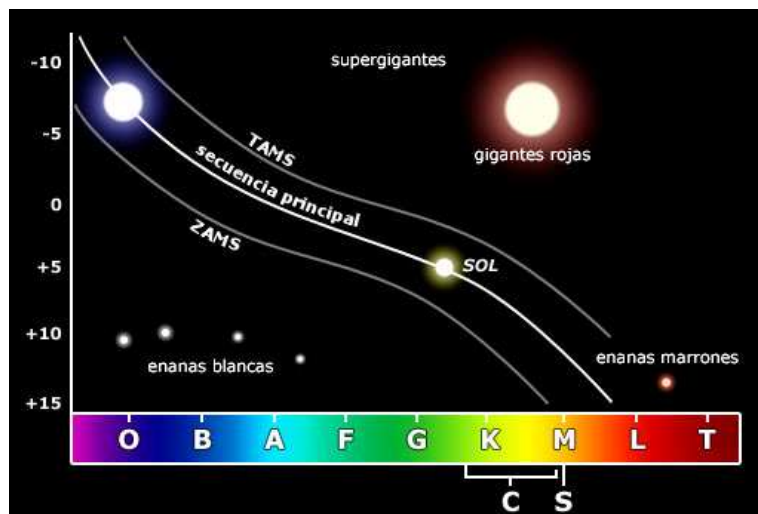
## El Estudio y Clasificación de las Estrellas según sus Características Físicas

Cuando hacemos pasar la luz a través de un prisma o un elemento que la disperse, esta se descomponen en los diferentes colores que la conforman, los cuales tienen longitudes de onda diferentes, estos por tener un índice de refracción distinto para cada matiz de color (longitud de onda) no se refractan en la misma medida, por lo tanto, los tonos del lado azul se refractan menos que los del lado rojo, esto permite que se extiendan todos los colores que la conforman en un continuo de matices desde el azul hasta el rojo al que llamamos espectro (imagen derecha), pero ya que en la atmósfera de la estrella, existe la presencia de diferentes elementos vaporizados por las altas temperaturas, estos absorben parte de la luz del espectro continuo "Blanketing", observándose las delgadas líneas oscuras (Líneas de Absorción), las líneas de absorción sólo se producen en la atmósfera estelar, así que sólo dan información acerca de la composición química de la



atmósfera. El estudio de los espectros (**Espectroscopia**), nos permite saber la edad de la estrella y su camino evolutivo, ya que a medida que la estrella envejece, a fusionado elementos más pesados, y es de este modo como sabemos la edad de la estrella según el índice de metalicidad, es decir, la abundancia de metales presentes en la misma. La observación del espectro de supernovas de tipo I se caracteriza por no mostrar rasgos de existencia de hidrógeno, las supernovas de tipo II que comportan hidrógeno, se dan en regiones de estrellas jóvenes, como en los brazos de galaxias espirales. En las reacciones nucleares que ocurren en un evento de supernova del tipo I se pueden producir cantidades considerables de elementos pesados. El carbono C12 se transmuta en O16 (oxígeno 16), luego se pueden fusionar para formar Si28 (silicio 28), y luego dos núcleos de silicio pueden formar Ni56 (níquel 56).

Ya desde 1885, los investigadores del **Observatorio de Harvard (EE.UU)** habían comenzado un detallado informe sobre los espectros de las estrellas. Producto de esto, es el diagrama de **Hertzsprung-Russel (H-R)**, el cual agrupa las estrellas según su **Temperatura** en el eje horizontal, y en el vertical su **Magnitud Absoluta**, que es el brillo que tendría una estrella si se la observara desde 10 parsecs de distancia, para compararlas todas puestas a una misma distancia, (un parsec corresponde a 3,26 años luz) es notoria una banda que lo atraviesa en diagonal. Se trata de la secuencia principal, donde se localizan como se menciona, las estrellas durante la fase de su vida donde fusionan Hidrógeno. La parte inferior de la secuencia principal denominada **ZAMS** (Zero Age Main Sequence) corresponde al punto donde las estrellas



**P**  
**W-O-B-A-F-G-K-M,**  
**Q**

┌ **C** ┐  
**S**

comienzan a consumir Hidrogeno, con el transcurso de los años este diagrama fue completado y mejorado reordenándose los tipos espectrales desde la mayor a la menor temperatura, de la siguiente manera: la clase **P** se refiere a las nebulosas planetarias y la **Q**, a las novas. La clasificación espectral más utilizada es la Morgan-Keenan (M-K).

Las estrellas como se vio en su evolución, se mueven durante su vida a través del diagrama H-R, el tiempo que pasen en la secuencia principal varia según su masa, y a medida que consumen su combustible se modifica la cadena de reacciones en el núcleo y su tamaño, lo que afecta su temperatura superficial, y por tanto también su magnitud absoluta, al terminar de consumir el Hidrogeno salen de la secuencia principal, así que el grado de evolución determina su tipo espectral, de lo que se desprenden las siguientes categorías:

Para indicar el grado de ionización de un elemento, se coloca un superíndice después de su símbolo, el cual indica su carga neta, por ejemplo **Fe<sup>2+</sup>** (Hierro doblemente Ionizado), sin embargo en astronomía se usa comúnmente números romanos para indicar la ionización de los elementos presentes en cada tipo de estrella, siendo **I** neutro, **II** ionizado una vez, **III** ionizado dos veces, etc. El número de átomos presentes de un cierto elemento es proporcional a la intensidad de las líneas de absorción, y cada tipo espectral tiene nueve distinciones antes de pasar al siguiente tipo, por ejemplo: **W2, W1, W0, O9, O8, O7** etc. el orden de los tipos en la tabla siguiente se encuentra desde las estrellas mas calientes **WR** (Wolf Rayet) hasta las mas frías **T** (Enanas Marrones).

Tipo Espectral	Color y Abundancia	Temperatura °K	Características y Composición
<b>W</b>	<b>Violeta</b> 1 %	<b>50.000 -35.000° K</b>	Estrellas ultra calientes (Wolf-Rayet) con espectro continuo más intenso en el violeta que el de las estrellas O, se clasifican en dos grupos, <b>WC</b> ciclo del carbón (prototipos: V1042 Cygni, Gamma2 Velorum), y <b>WN</b> ciclo del nitrógeno (prototipos: V1676 Cygni, V1770 Cygni), se distinguen de todas las otras estrellas por la presencia de líneas de emisión anchas e intensas, producidas por elementos muy ionizados, como el <b>N III-IV-V, C II-III-IV-V, O II, He II</b> .
<b>O</b>	<b>Azul</b> 1 %	<b>40.000 - 25.000° K</b>	Fuerte ultravioleta continuo, ocasionalmente líneas de emisión débiles. Muestran múltiples átomos altamente ionizados, especialmente <b>He II</b> declinado, <b>He III, C III, N III, O II-III, Si IV</b> declinado, <b>Si V</b> . Líneas de Balmer <b>H</b> moderadas o relativamente débiles. Las líneas de helio atómico e ionizado se presentan intensas.
<b>B</b>	<b>Blanco Azul</b> 3 %	<b>25.000 - 11.000° K</b>	Son observables líneas de <b>O II, Si III</b> , declinando <b>Si II</b> y aumentando <b>Mg II</b> . Aparece intensa la línea del <b>He I</b> alcanzando su máximo en B2. Sigue habiendo pocas líneas de emisión, <b>C III</b> , $\lambda$ 4650 máximo en B0, La línea de <b>He II</b> desaparece en B3, Líneas de Balmer <b>H</b> aumentan su intensidad de B2 a B9 mas fuertes que en las de tipo O. Las líneas de helio atómico aparecen intensas, pero decrecen de B2 a B9.
<b>A</b>	<b>Blanco Azul</b> 2 %	<b>11.000 - 7.500° K</b>	El <b>Mg II</b> va disminuyendo. Las líneas de balmer <b>H I</b> dominan, alcanzando su intensidad máxima en A0. El <b>He I</b> no es visible. Comienzan a aparecer las líneas de los metales neutros. La línea K del <b>Ca II</b> $\lambda$ 3934 aumenta; comienzan a aparecer líneas metalizadas en los tipos A tardíos. <b>HI</b> ausente; <b>H</b> al máximo; <b>Si II</b> intensos; <b>Fe II, Ti II</b> débiles; <b>He</b> muestra líneas débiles.
<b>F</b>	<b>Blancas</b> 10 %	<b>7.500 - 6.000° K</b>	Las Líneas de Balmer <b>HI</b> más débiles que en tipo A disminuyen en intensidad hacia F9 pero aumentan en cantidad. Las líneas de metales ionizados y neutros aumentan, especialmente <b>Fe I-II, Mg I, V, St, Cr, Ni II, Ti II</b> alcanzan su máximo en A5; Las líneas H y K del <b>Ca II</b> son las más intensas del espectro, y Empiezan a aparecer la línea del <b>Ca I</b> $\lambda$ 4227. Banda G del <b>CH</b> empieza a aparecer en F2; en F5 empieza a verse continua.

<b>G</b>	<b>Blanco Amarillas 16 %</b>	<b>6.000 - 5.000° K</b>	La intensidad de las líneas de los metales neutros aumentan, mientras que disminuyen las del hidrogeno <b>H I</b> . H y K del <b>Ca II</b> aumentando. <b>Ca I</b> $\lambda$ 4227 aumentando. Banda G en aumento.
<b>K</b>	<b>Naranja 37 %</b>	<b>5.000 - 3.500° K</b>	El espectro está dominado por las líneas de metales ionizados y neutros. Bandas moleculares de óxido de titanio <b>OTi</b> y calcio. H y K del <b>Ca II</b> máximo en K0. Ca I $\lambda$ 4227 aumentando. En K5 la banda G se vuelve a resolver en líneas, con un máximo alrededor de K0. Aparecen bandas de moléculas, como el cianógeno <b>CN</b> que puede o no estar presente.
<b>M</b> M0-M2 (Ma) M3-M5 (Mb) M6-10 (Mc)	<b>Rojo 7 %</b>	<b>3.500 - 3.000° K</b>	Son visibles varias líneas fuertes de metales neutros, <b>Ca I</b> $\lambda$ 4227 a partir de (Ma) es la línea de absorción más intensa, también aparecen fuertes bandas de otros elementos combinados ( <b>Bandas Moleculares</b> ) principalmente oxido de titanio ( <b>OTi</b> ), mas allá de (Mb) las líneas de absorción del OTi son muy severas, y se dificulta observar el espectro continuo, a partir de (Mb) Banda G del <b>CH</b> .
<b>C</b>	<b>Rojo</b>	<b>5.000 - 3.000° K</b>	Estrellas gigantes tipo <b>G</b> , <b>K</b> y <b>M</b> con abundancia de Carbono, muy rojas ya que los compuestos de carbono absorben las longitudes de onda azules, en estas el <b>TiO</b> se ve reemplazado por compuestos como <b>CO</b> monóxido de carbono, <b>C2</b> $\lambda$ 4237 y 4383, <b>CH</b> , y bastante débil <b>CN</b> $\lambda$ 4216. Fuertes bandas de absorción de carbono y cianuro. <b>Na I</b> (D) y <b>Ca I</b> $\lambda$ 4227 bastante intensas.
<b>S</b>	<b>Rojo</b>	<b>&gt; 3.200° K</b>	Estrellas gigantes rojas paralelas a las clase M que también presentan más carbono que las gigantes normales y donde las bandas de <b>TiO</b> aparece muy débil o ausentes siendo reemplazadas por las del oxido de Zirconio <b>ZrO</b> , Lantano <b>LaO</b> e Itrio <b>YO</b> , también presentan bario, y átomos neutros como en <b>K</b> , <b>M</b> .  Existen clases intermedias como <b>MS</b> y <b>SC</b> de acuerdo a la abundancia de los elementos descriptos.
<b>L</b>		<b>2.000 - 1.200° K</b>	Representadas por las Enanas Rojas más frías y por las Enanas Marrones más calientes. Presentan débiles bandas en absorción de Oxido de Vanadio ( <b>VO</b> ) como las <b>M</b> mas frías, alcanzando un máximo en <b>L0</b> , el <b>TiO</b> decrece en abundancia hasta casi desaparecer en <b>L7</b> . Las enanas marrones se mantienen debido a la fusión del deuterio y por su contracción gravitatoria con Magnitudes absolutas entre 18 y 24. Las enanas cafés del tipo espectral L, se ubican en la región roja del espectro óptico, presentando una débil presencia de óxidos metálicos ( <b>TiO</b> , <b>VO</b> ) pero se incrementan las bandas de hidruros metálicos: hidruro de hierro ( <b>FeH</b> ), hidruro de cromo ( <b>CrH</b> ), hidruro de magnesio ( <b>MgH</b> ), e hidruro de calcio ( <b>CaH</b> ). Las líneas de metales alcalinos, especialmente Potasio ( <b>NaI</b> ), calcio ( <b>KI</b> ), cesio ( <b>CsI</b> ), rubidio ( <b>RbI</b> ). se hacen muy fuertes a medida que baja la temperatura. En enanas muy marrones (líneas de absorción de litio ( <b>Li</b> )). Se piensa, que las enanas del tipo L sean una mezcla de estrellas de baja masa y de objetos subestelares (enanas cafés); prototipo <b>GD 165B</b>
<b>T</b>		<b>1.200 - 750° K</b>	Se trata de Enanas Marrones que debido a su baja temperatura poseen brillos extremadamente bajos en el óptico, siendo solo visibles con claridad en el infrarrojo. Su espectro óptico esta dominado por líneas de segundo orden <b>K</b> , <b>I</b> y <b>Na I</b> ensanchadas por la presión, se encuentran dominadas por fuertes bandas de cuatro moléculas: Metano ( <b>CH4</b> ) como los planetas gigantes, Agua ( <b>H2O</b> ), Hidrogeno Molecular ( <b>H2</b> ), y también Hidruro de Hierro ( <b>FeH</b> ) en las enanas T mas calientes. Se ven líneas de segundo orden <b>K</b> , <b>I</b> en la <b>banda J</b> . Líneas cesio <b>CsI</b> . prototipo <b>Gliese 229B</b>

A continuación otras designaciones para señalar otros aspectos específicos en los espectros estelares:

Enanas Blancas	Sufijos:	Prefijos:
<b>DA</b> solo H <b>DB</b> solo He <b>DC</b> Solo continuo <b>DO</b> HeII, con HeI o H <b>DZ</b> solo Metal <b>DQ</b> Líneas de carbono	<b>P</b> Estrella magnética con polarización <b>H</b> Estrella magnética sin polarización <b>X</b> 'peculiar' o no clasificada <b>V</b> Variable (ZZ Ceti o otro tipo)	<b>b:</b> Líneas anchas (ab) <b>a:</b> Líneas normales (ac) <b>c:</b> Líneas delgadas (gigantes) <b>d:</b> Enana (secuencia principal) <b>g:</b> Gigante <b>sd:</b> Subenana <b>wd, D:</b> Enana blanca

Sufijos:	
<b>CN</b> Estr. K con cianogeno (CN) anormalmente fuertes o débil; la 2da. Clase de luminosidad es implicada por la línea CN (ej: K0IIICNIb). <b>comp</b> Espectro compuesto; binaria no resuelta. <b>e</b> Líneas de emisión (Estrellas O: emisión de H). <b>er</b> 'Invertido', centro de la línea de emisión mas débil que los bordes. <b>ep</b> Línea de emisión con peculiaridades. <b>eq</b> Línea de emisión con perfil P-Cygni. <b>f</b> Línea de emisión brillante de He y N en estrellas tipo O. <b>(f)</b> Líneas de emisión débiles de He. <b>((f))</b> No emisión de He. <b>He wk</b> Líneas He débiles. <b>k</b> Línea de absorción interestelar. <b>m</b> Líneas metálicas fuertes, usualmente en estrellas tipo A; a veces se dan 3 tipos, según el Ca, H, y metálicas, respect. (ej: A2mA5-FO). <b>n</b> Líneas anchas ('nebulosas'); rotación rápida de la estrella. <b>nn</b> Líneas muy anchas, rotación muy rápida. <b>neb</b> Estrella inmersa en una nebulosa.	<b>p</b> Peculiaridad no especificada, excepto en el tipo A, en cuyo caso indica líneas metálicas muy fuertes (comparadas a estrellas Am). <b>s</b> Línea fina. <b>ss</b> Línea muy fina. <b>shell</b> Estrella con cascara (estrella de la secuencia principal de B a F con líneas de emisión de un recubrimiento de gas). <b>Si</b> Líneas fuertes de Si; también bario (Ba), cromo (Cr), europio (Eu), He, mercurio (Mg), k (línea K del calcio), manganeso (Mn), estroncio (Sr). <b>var</b> Tipo variable espectral (también 'v'). <b>w</b> Líneas débiles, indicando escasez de metales; según las líneas H y metálicas, respectivamente (ejemplo: G6wF3). <b>d Del</b> Gigantes de tipos A y F con líneas K y H débiles del calcio, como en el prototipo delta Delphini. <b>d Sct</b> Estrellas de tipos A y F con espectro similar al de la variable de corto periodo delta Scuti. <b>!</b> Peculiaridad especial.

### Clasificación por luminosidad

Clase	Características	Prototipo
<b>0 (cero)</b>	Hiper-supergigantes (tb. Ia0 o Ia+)	S Doradus
<b>Clase Ia</b>	Supergigantes luminosas	Rigel
<b>Iab</b>	Supergigantes moderadamente luminosas	SAO 94830
<b>Ib</b>	Supergigantes menos luminosas	Canopus
<b>II</b>	Gigantes brillantes	BL Orionis
<b>III</b>	Gigantes normales	Arcturus
<b>IV</b>	Subgigantes	Eta Bootis
<b>V</b>	Enana (secuencia principal)	Sol
<b>sd [VI]</b>	Enana pequeña	Estrella de Barnard
<b>D, wd [VII]</b>	Enana blanca	ZZ Ceti
[ ] Usado raramente		
<b>Código 'a' + 'b'</b>	Estrella más brillante (a) o más débil (b) que una estrella típica de su clase. Para estrellas de clase I los códigos se usaran siempre.	
<b>Código *+</b>	Más del elemento * que lo típico.	
<b>Código *-</b>	Menos del elemento * que lo típico.	

## Referencias y Bibliografía

- Gran Diccionario de las Ciencias en Color, Larousse, por Tomas de Galiana Mingot 1987.
- Diccionario Oxford Complutense de Astronomía, Ian Ridpath, editorial complutense, 1997.
- Evolución Estelar y Supernovas  
[http://bp3.blogger.com/\\_xBXZbW6ivIs/SIZdScxyxYI/AAAAAAAAABO8/Wh83riTf0iU/s1600-h/iaprogenitor.jpg](http://bp3.blogger.com/_xBXZbW6ivIs/SIZdScxyxYI/AAAAAAAAABO8/Wh83riTf0iU/s1600-h/iaprogenitor.jpg)
- Descartan una de las teorías de formación estelar, Klein, McKee y Krumholz, Traducido para Astroseti.org por Heber Rizzo Baladán.
- Imágenes Glóbulos de Book M16 e IC 29  
[http://www.tayabeixo.org/portadas/images/m16\\_cognato.jpg](http://www.tayabeixo.org/portadas/images/m16_cognato.jpg)  
[http://elsofista.blogspot.com/2008\\_10\\_01\\_archive.html](http://elsofista.blogspot.com/2008_10_01_archive.html)
- Enanas Marrones. <http://www.astrocosmo.cl/astrofis/>
- Estrellas Enanas Blancas, [http://www.astrocosmo.cl/h-foton/h-foton-03\\_05.htm](http://www.astrocosmo.cl/h-foton/h-foton-03_05.htm)
- Estudio de Estrellas Jóvenes de muy Baja Masa, Matilde Fernández (Instituto de Astrofísica de Andalucía), Fernando Comerón (European Southern Observatory), Viki Joergens (Instituto Max Planck de Astrofísica-Sterrewacht Leiden).
- UNA NUEVA VISIÓN DE LA NEBULOSA DEL ANILLO, <http://www.iac.es/gabinete/iacnoticias/1-98/>
- Búsqueda de variabilidad en estrellas T Tauri de la región de Orión, Eduardo Adolfo Rubio Herrera, Asesorado por Dr. Armando Arellano Ferro y Msc. Edgar Aníbal Cifuentes Anleu, Universidad de San Carlos de Guatemala, Facultad de Ingeniería en Física Aplicada 2002.
- Partículas subatómicas, [http://es.wikipedia.org/wiki/Lista\\_de\\_part%C3%ADculas](http://es.wikipedia.org/wiki/Lista_de_part%C3%ADculas)
- Convección estelar. Estrella <http://www.wikipedia.org>
- Supernovas, Gran Diccionario de las Ciencias en color por Tomas de Galiana Mingot, Ediciones Larousse 1987, Diccionario Oxford Complutense de Astronomía, Ian Ridpath, editorial complutense, 1997.
- Royal Greenwich Observatory, Cuaderno de Información No. 63: Particle Physics and Astronomy Research Council 'Supernovas'. 1996 <http://www.oarval.org/RGOsp.htm>
- Supernovas, <http://www.marcianos.com>
- EL MACROCOSMO, estrellas supernovas, [http://www.astrocosmo.cl/2Fh-foton/2Fh-foton\\_00.htm](http://www.astrocosmo.cl/2Fh-foton/2Fh-foton_00.htm)
- Supernovas, [www.espacioprofundo.com.ar](http://www.espacioprofundo.com.ar), [www.Wikipedia.org](http://www.Wikipedia.org)
- Supernovas, Astrofísica, biblioteca de la divulgación científica, Muy Interesante, recopilación de artículos de La Recherche, p89, 90, 91 Fowler y Hoyle 1964. Ediciones Orbis. S.A.
- Carlos Perla Hernández, Nuevo tipo de supernova descubierto, <http://ve.globedia.com/tag/descubierto>  
Temperaturas y Evolución Estelar  
<http://www.astrosurf.com/astrosurf/estrellas2.htm>  
[http://www.galeon.com/guiaastronomica/guia\\_09.htm](http://www.galeon.com/guiaastronomica/guia_09.htm)
- Clasificaciones estelares bidimensionales  
[http://www.astrocosmo.cl/b\\_p-tiempo/b\\_p-tiempo-02.08.02.htm](http://www.astrocosmo.cl/b_p-tiempo/b_p-tiempo-02.08.02.htm)
- Clasificación de los espectros estelares  
[http://www.espacioprofundo.com.ar/verarticulo/Clasificacion\\_de\\_los\\_espectros\\_estelares.html](http://www.espacioprofundo.com.ar/verarticulo/Clasificacion_de_los_espectros_estelares.html)  
[http://www.uclm.es/profesorado/jaorganero/subpaginas/apuntes/introduccion\\_a\\_la\\_experimentacion\\_en\\_quimica\\_fisica/practica8.pdf](http://www.uclm.es/profesorado/jaorganero/subpaginas/apuntes/introduccion_a_la_experimentacion_en_quimica_fisica/practica8.pdf)
- La química de las estrellas  
<http://www.educ.ar/educar/site/educar/La%20qu%EDmica%20de%20las%20estrellas.html?uri=urn:kbee:c61b03f0-4cf5-11dc-898f-00163e000024&page-uri=urn:kbee:ff9221c0-13a9-11dc-b8c4-0013d43e5fae>
- Curso "Introducción a las Estrellas Variables" - Lección Segunda  
<http://institutocopernico.org/vs/vslectures/vslecture2.php>
- Estrellas T Tauri  
[es.wikipedia.org/wiki/Estrella\\_T\\_Tauri](http://es.wikipedia.org/wiki/Estrella_T_Tauri) -  
[www.mpia-hd.mpg.de/homes/joergens/.../charla\\_san\\_fernando.pdf](http://www.mpia-hd.mpg.de/homes/joergens/.../charla_san_fernando.pdf)  
[http://www.cida.ve/~jesush/T\\_Progreso.html](http://www.cida.ve/~jesush/T_Progreso.html)  
[http://antwrp.gsfc.nasa.gov/apod/image/0908/ttauri\\_noao\\_big.jpg](http://antwrp.gsfc.nasa.gov/apod/image/0908/ttauri_noao_big.jpg)
- Michael Rowan-Robinson, Los Nueve números del Universo, Editorial complutense, 2001, traducción: Alejandro Ibarra.
- Estrellas Variables Cefeidas.
- La violenta, misteriosa dinámica de la formación estelar, <http://noticiasdelcosmos.com>