

EVOLUCIÓN ESTELAR-2.

(Rafael González Farfán)

1. Estructura de las estrellas.

A pesar de la diversidad de estrellas, hay una característica común a todas ellas: y es que son capaces de emitir gran cantidad de energía durante mucho tiempo, y con un mecanismo de producción tal, que no afecta al equilibrio global de la estrella.

Estado de la materia estelar.

Se sabe desde hace tiempo, que las estrellas son inmensas bolas de gas. En cualquier punto dentro de una estrella normal, la materia debe estar más o menos en equilibrio, ya que de no ser así, la estrella sería inestable y veríamos grandes cambios en periodos cortos de tiempo. En el equilibrio, en todo punto, el peso de la materia presionando hacia abajo queda equilibrado por la presión de la materia bajo él empujando hacia arriba. Lógicamente, cuanto más hacia el interior de la estrella nos vayamos, mayor será el peso de la materia que habrá por encima, y por lo tanto, mayor será la presión del gas necesaria para sostenerla. Como consecuencia de esto, la densidad estelar crece hacia el centro de la estrella.

Transporte de energía en una estrella.

Veremos más adelante, que la energía que emite una estrella se produce en una pequeña zona cerca de su núcleo. Por tanto hay que considerar cómo se transporta esa energía desde allí a la superficie. En principio, hay tres posibilidades: por radiación, por convección o por conducción.

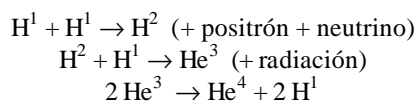
Si la energía es transportada por radiación, cabe pensar que ésta se absorba o se difunda por el camino. Precisamente, la capacidad que posee el material estelar de frenar la radiación se denomina “opacidad”, y el material estelar resulta ser bastante opaco. Esta opacidad no sólo dificulta el paso de la radiación hasta la superficie, sino que en el camino, va “perdiendo energía”: en el centro de la estrella, la mayor parte de la energía está en forma de rayos X (de alta frecuencia). Cuando la radiación alcanza la superficie se ha convertido a frecuencias mucho más bajas, apareciendo principalmente, en el visible.

Otro método de transporte de la energía es por convección. Esto requiere que el material de la estrella se mueva. Tal movimiento es lento (menos de 80 km/h), por lo que no altera el equilibrio de la estrella. Generalmente, y dependiendo del grado de opacidad de las estrellas, los métodos de transporte de energía suelen ser una combinación entre ambos

El método de conducción sólo es importante en determinadas, ya que son los sólidos los que participan de ese medio para propagar energía, y las estrellas son materia gaseosa, aunque cuando la presión es muy elevada, el material estelar comienza a comportarse mucho más como sólido que como gas, y entonces, este medio se hace importante.

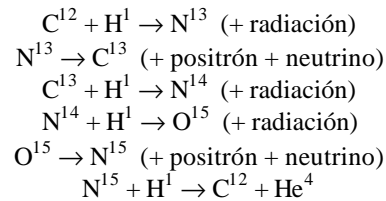
Producción de energía en las estrellas.

Hoy en día sabemos que el mecanismo de producción de energía estelar es de tipo nuclear de fusión de elementos ligeros. En particular, el hidrógeno (el protón) es el responsable de producir la energía a partir del defecto de masa de las reacciones



A este proceso, que es el que se produce en nuestro sol, se lo denomina *cadena protón-protón*. Sin embargo, para estrellas más calientes que nuestro sol, el proceso de generación de energía usa como catalizador el carbono

para, también, producir el helio. El proceso se inicia cuando un protón impacta con un núcleo de carbono presente en la estrella. El resultado es la formación de un isótopo más pesado de este elemento. Un segundo protón adicionado, genera un isótopo ligero del nitrógeno. Un tercer protón forma el isótopo pesado del nitrógeno, pero un cuarto protón no desencadena la formación de oxígeno, sino que el nitrógeno anterior se fisiona generando helio y átomos de carbono de las mismas características iniciales, los cuales, vuelven a repetir el ciclo. Esta nueva serie de reacciones nucleares se denomina “*ciclo del carbono*” (CNO):



Estas reacciones pueden variar en sus detalles según varíen las condiciones en el interior de las estrellas.

Si la estrella no posee o agota su combustible de hidrógeno y la temperatura es del orden de los cien mil millones de grados, el helio puede empezar a fusionarse para generar berilio, el cual, al ser inestable, se descompone generando de nuevo los núcleos de helio. Para generar un elemento más pesado a partir de helio, se necesitan 3 núcleos de helio que interaccionen más o menos a la vez. Esta colisión triple generaría un núcleo estable de carbono, con el defecto de masa correspondiente. Dado que las colisiones triples son raras, para que se produzcan, se necesitan una serie de condiciones de densidades y temperaturas extremas. Este proceso de “combustión” del helio se la denomina *reacción triple alfa* y la energía que se genera en él es menor que la generada en la cadena protón-protón.

A temperaturas mayores que las necesarias para generar la 3α pueden suceder otras reacciones nucleares. Así, el helio, puede fusionarse con el carbono y generar oxígeno; con el oxígeno fusionarse más helio y generar neón, y así hacia elementos cada vez más pesados.

En el ciclo CNO, el carbono 13 generado puede llegar a fusionarse con el helio si la temperatura es lo suficientemente alta, generando oxígeno y un neutrón, el cual es buen inductor de nuevas reacciones nucleares de distinto tipo. En función de la temperatura las reacciones nucleares van generando elementos cada vez más pesados (a la vez que van siendo menos energéticas). Con el tiempo, el proceso puede llegar hasta el hierro.

Hay dos preguntas pendientes: ¿qué le sucede a una estrella que ha transformado todo su hidrógeno en hierro? ¿Cómo se calienta una estrella para empezar a fusionar el hidrógeno? Estas cuestiones se responderán más adelante.

2. Nacimiento de las Estrellas.

Hay razones de tipo observacional para asegurar que las estrellas nacen en grupos, y en lugares del espacio en donde se registran cantidades importantes de polvo y gas. La vida de una estrella depende fundamentalmente de dos factores principales: *el ritmo a que quema su combustible por unidad de tiempo* y de la *cantidad total de combustible que posea para quemar*. El primero de esos factores, es simplemente su luminosidad. El segundo depende de la cantidad de materia disponible para las reacciones nucleares, que es, a su vez, proporcional a la masa de la estrella. Así, en primera aproximación, la vida de la estrella va a depender de la relación entre esas dos variables: masa y luminosidad.

Una estrella nace en medio de una nube de gas y polvo. Luego, la nube se dispersa poco a poco y la estrella queda sola. Esta última etapa en la que el gas y el polvo se alejan de la estrella puede ser observada directamente; y es debido a la presión que ejerce la radiación lanzada por las estrellas brillantes.

Por lo tanto, si las razones observacionales apuntan a que existe un nexo entre estrellas jóvenes y material interestelar, queda pendiente la pregunta de cómo a partir del polvo se origina la estrella. La gravedad es la fuerza responsable de este mecanismo, originando que el polvo interestelar se vaya condensando poco a poco.

Un examen detenido del material de esas nubes de gas y polvo, nos conduce a conclusiones importantes. En primer lugar, el análisis espectral de una estrella envuelta en una de esas nubes, muestra una serie de líneas “acompañantes”. Tales líneas, no son simples, sino que están divididas en otras. Eso es debido a que el medio interestelar no está distribuido por igual sino que se encuentra formando nubes, con movimientos aleatorios. Un estudio de las líneas permite deducir la densidad de las nubes, aportando un valor medio de unos 600.000 átomos/dm³ (comparado con los 60 átomos/dm³ entre nubes). También pueden estimarse el tamaño de las nubes: el resultado medio es de unos 30-40 años luz, o sea, que estas nubes tienen unas mil veces la masa del sol. Casi todas las nubes tienen temperaturas bajas (unos 200°C bajo cero) pero las que están cerca de las estrellas brillantes pueden ser calentadas hasta incluso los 10.000 °C. Por lo tanto, las nubes contienen cierta cantidad de energía en forma de calor. También tienen una cierta cantidad de energía causada por los movimientos aerodinámicos dentro de las nubes, de modo parecido a los vientos que soplan en la atmósfera terrestre.

La fuerza de la gravedad que provoca la concentración del material depende del número de partículas y de su separación mutua; esto es, depende de su densidad. Al mismo tiempo, la energía interna de una nube de gas se opone a la tendencia que tiene a contraerse. Por lo tanto, el destino de una nube estelar depende de que sea mayor la tendencia gravitacional que la debida a su energía interna. En nuestra Galaxia, por ejemplo, en la mayor parte de las nubes, estas tendencias están equilibradas.

Métodos posibles de condensación estelar.

Considerando la cantidad de materia interestelar que hay en nuestra galaxia, debemos suponer que la formación de las estrellas sucede bajo una serie de circunstancias especiales.

En principio, hay un inconveniente de tipo físico que impide una condensación directa de la nube de gases interestelar, y es el campo magnético de las estrellas circundantes. Hay que tener presente que en las nubes, el gas está ionizado, por lo que el movimiento de los iones de éste se ven afectados por los campos magnéticos externos. Una posibilidad para salvar este hecho y favorecer la compresión del gas estaría en considerar que el gas cercano, calentado por la estrella, al expandirse presione sobre el gas frío comprimiéndolo, o bien, que algunas estrellas, al final de su vida, exploten arrojando material al espacio, el cual, si encuentra una nube de gas a su paso, la compriman. Los cálculos teóricos que consideran esta posibilidad apuntan a que el grado de compresión es demasiado pequeño para formar estrellas. De todos modos, parecen existir ciertos indicios observacionales de que señalan la posibilidad real.

Una variante de lo anterior es el caso de densas nubes de gas interestelar. En tales casos, la ionización del gas sólo afectaría a las capas externas de la nube, permaneciendo neutros los átomos de la nube mas interior, al verse “protegidos” de la radiación térmica externa. Una nube de este tamaño, sería además, lo suficientemente densa para que iniciara la condensación por propia acción gravitacional, a pesar de su energía térmica. Sin embargo, una nube tan superdensa como la aquí descrita llegaría a formar una estrella de mil millones de soles, por lo que esta idea necesita ser perfeccionada.

La siguiente idea que mejora el modelo de formación estelar, está en el hecho de sugerir que las estrellas nacen en grupos, no individualmente, lo que conlleva a admitir que esta nube ha debido fragmentarse en algún momento.

La gran nube interestelar se contrae (al menos su región central), y cuando alcanza un determinado nivel, se vuelve inestable. Los trozos más pequeños que el tamaño total de la nube, son capaces de mantenerse reunidos y contraerse por su propia gravitación. En este punto, la nube se fragmenta y los diferentes trozos resultantes siguen contrayéndose hasta que también se vuelven inestables. Entonces sucede otra fragmentación y el proceso se repite varias veces. La contracción calienta el gas y al final, los fragmentos se calientan tanto que se les conoce como *protoestrellas*. En ese momento, se detiene la fragmentación y la materia se vuelve opaca. Como resultado, el calor no fluye hacia el exterior de la estrella en formación, sino que queda retenido, estableciéndose un equilibrio entre contracción gravitatoria y presión de radiación. (denominado Equilibrio hidrostático)¹

¹ En una primera aproximación, por aplicación de este equilibrio hidrostático puede estimarse la temperatura en el núcleo de la estrella, necesaria para mantener el equilibrio. El proceso de cálculo es dividir la estrella (pongamos por ejemplo el sol) en dos mitades: una interna y otra externa y calcular la presión que deberá ejercer el gas de la mitad interior para soportar el peso de la exterior. Tal peso se determina por aplicación de la ley de Newton de la gravitación. La presión del gas interno depende de la densidad y de la temperatura. La densidad puede determinarse dividiendo el número de átomos de la estrella (sol) entre el volumen. A nivel aproximativo tendríamos:

Este esquema está suficientemente bien apoyado por observaciones de estrellas pertenecientes a cúmulos, pero ¿qué sucede con estrellas que nacen individualmente como nuestro sol?

Contracción de una estrella particular.

Una vez que la estrella se ha contraído lo suficiente, puede considerarse como un cuerpo aislado y puede seguirse su evolución posterior independientemente del resto.

Tras la última fragmentación la estrella sigue contrayéndose bajo la influencia de la gravedad y la temperatura sigue aumentando. La estrella, en estos momentos se vuelve opaca, y la temperatura aumenta mucho más en el interior que en la superficie. En esta etapa es un objeto frío y poco intenso, por lo que si marcáramos su posición en el diagrama HR estaría muy lejos en la esquina inferior derecha.

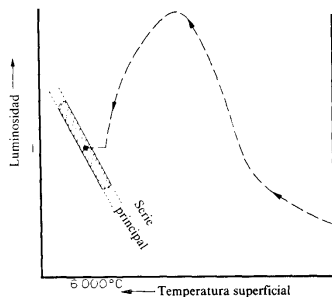


FIG. 29. Fragmento del camino de una protoestrella (de $1 M_{\odot}$) en curso de contracción en el diagrama de Hertzsprung-Russell.

El proceso de “colapso gravitatorio” es rápido y muy energético, hasta el extremo de que calienta tanto el combustible de hidrógeno que lo ioniza por completo y ya se han terminado, incluso, las primeras reacciones que han convertido parte de ese hidrógeno inicial, en helio, el cual ioniza a una temperatura superior. Se puede estimar que, cuando el colapso ha llegado hasta el punto de romper átomos de hidrógeno, también ha creado una temperatura lo suficientemente alta, como para iniciar la ionización del helio, por lo que el colapso sigue hasta que todo el hidrógeno y helio está completamente ionizado. En el diagrama HR, la protoestrella pasaría repentinamente de ser débil y fría a ser bastante brillante y sensiblemente más caliente.

De todos modos, el proceso de formación estelar es algo más complejo de lo que aquí se ha comentado, sobre todo porque la estrella NO nace sola, sino dentro de una nube estelar, y en el proceso de contracción, atrae hacia sí, materia adicional del resto de la nube que le rodea (El proceso se llama “acreción”). Al principio, la radiación fluye fácilmente desde el interior de la estrella, pero conforme se vuelve más opaca este proceso se hace cada vez más difícil, empezando a funcionar el mecanismo de convección. Entonces, el brillo de la estrella crece considerablemente, ya que la convección es un mecanismo muy eficaz de transporte de energía. (El súbito recodo hacia arriba de la trayectoria en el diagrama HR se llama “camino de Hayashi”)

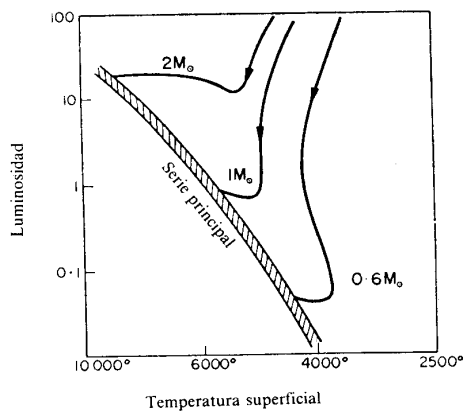
Hay que destacar que a pesar de los zig-zag en el HR, el movimiento global en una estrella como nuestro sol, es de derecha a izquierda. Para las estrellas más masivas, esta tendencia es aún más evidente. Para éstas la opacidad central disminuye rápidamente y no aparece el episodio de Hayasi.

Efectos observacionales de la contracción.

Dado que las primeras etapas del proceso de formación de las estrellas es bastante rápido y se producen cambios estructurales de forma acelerada, los cálculos son difíciles de hacer y los resultados son sólo aproximados.

A parte del hidrógeno, helio, carbono y otros núcleos más pesados como constituyentes del combustible estelar, existen otros elementos como el litio, berilio, deuterio y boro que están entre ellos y que no aparecen en las reacciones termonucleares de las estrellas. En realidad, el camino exacto de estos elementos, depende de las condiciones dentro de la protoestrella. Si es convectiva durante un tiempo largo, todos los materiales van a mezclarse en el proceso pudiendo incluso que desaparezcan en él. Si por el contrario, la estrella es

M es la masa de cada una de las 2 mitades en que dividimos la estrella, de radio R. La ley de Newton nos permite escribir que $G M_1 M_2 / r^2 \sim GM^2 / R^2$. Dado que la presión es la fuerza por unidad de superficie ($\sim R^2$), para la presión interior, podremos escribir aproximativamente que $P \cdot R^2 \sim GM^2 / R^2$ o lo que es igual $P = GM^2 / R^4$. Recordando que $P = knT$ ($k =$ cte. de Boltzman; $T = t^{\circ} K$) $n =$ átomos/cc) tenemos que $P = knT \sim k[(M/m)/R^3]T \sim GM^2 / R^4$ o lo que es igual $T \sim GMm / (kR)$ donde m es la masa atómica media de la estrella (sol). Introduciendo los datos, se obtiene un valor para el sol de unos 22 millones de grados. Cálculos más depurados dan como resultado 15 millones de grados.



completamente radiactiva, los elementos sólo son agotados en el centro. Por tanto, el contenido en deuterio, litio, berilio y boro de una estrella, puede proporcionar alguna pista de su historia en la etapa de protoestrella.

¿Qué probabilidad hay de encontrar observacionalmente estrellas en el proceso de contracción en el cielo estrellado? El factor determinante es el ritmo de contracción: es el máximo de lento cuando la estrella está cerca de la secuencia principal en el diagrama de HR, y muy rápida antes de llegar a ella. El intervalo real de tiempo entre el inicio de la contracción y la estrella final, depende de la cantidad de materia que se contrae: cuanto más masiva es la protoestrella, más rápidamente se contrae; y viceversa. Por lo tanto, habrá que buscar estrellas rojas y débiles, situadas a la derecha de la serie principal en el

diagrama de HR. Sin embargo, existe otro problema: y es que las etapas evolutivas de algunas estrellas, las hace situarse, precisamente, en la zona del diagrama en la que buscamos. El inconveniente, puede resolverse dirigiendo la búsqueda a cúmulos de estrellas jóvenes (por ejemplo el grupo de estrellas alrededor de la nebulosa de Orión) se encuentra un gran número de estrellas débiles, por encima de la serie principal. Otro grupo importante de estrellas de este tipo son las conocidas como **T Tauri**, con variaciones irregulares de brillo y asociadas con materia interestelar.

Al revés de lo que sucede con las estrellas de la serie principal, las T Tauri, no son deficientes en litio, lo que significa que si nuestro modelo es correcto, las temperaturas que reinan en el interior de este tipo de estrellas aún no es lo suficientemente alta como para “quemar” el litio.

En general, la observación visual de estrellas jóvenes se ve tremendamente dificultada por el gas y el polvo de “su cuna”, de ahí que muchas de ellas pasen inobservables. Sin embargo, las observaciones en el infrarrojo pueden acercarnos al conocimiento de esta etapa de la evolución estelar. Por ejemplo, en la nebulosa de Orión se han detectado intensas fuentes de infrarrojos, lo que parece indicar que podrían ser protoestrellas.

3. La Serie Principal.

El final de la contracción.

Cuando una estrella que se está contrayendo alcanza las cercanías de la serie principal, su temperatura supera el millón de grados y se inicia la fusión del hidrógeno en helio. La energía que se obtiene de este proceso nuclear es más que suficiente para proporcionar a la estrella todos sus requerimientos energéticos y la contracción se detiene (entre otras razones, porque la energía térmica es suficiente para restablecer el equilibrio hidrodinámico). Esta etapa puede durar un tiempo considerable, hasta que se agoten las reservas de hidrógeno.

Así, “se define” la serie principal como la parte del diagrama de HR que contiene a las estrellas que están en su etapa inicial de combustión del hidrógeno, y dado que las reservas de hidrógeno son altas, este proceso de “combustión” dura una buena parte de su vida, de ahí que el mayor número de estrellas estudiadas pertenezcan a esta franja.

Masas, composición química y posiciones en la serie principal del diagrama HR.

Ya hemos visto que la masa de una estrella y su luminosidad son dos conceptos relacionados. Sin embargo, esta relación aún se puede apurar un poco más, sobre todo al referirnos a la serie principal. Dado que la posición final en esa serie, depende de la cantidad de hidrógeno disponible, el brillo de una estrella de una masa dada, depende, indirectamente de su composición química. En realidad, la relación masa-luminosidad de la que hablamos en el capítulo anterior, sólo debe ser aplicada para grupos de estrellas de la misma composición química, por lo que las estrellas de las poblaciones I y II deberán dar relaciones masa-luminosidad sensiblemente diferentes. Sucede

que las estrellas con masas bien determinadas son las más cercanas a nosotros en el cielo, y todas son de la Población I.

Las estrellas de mayor masa son más brillantes y queman su hidrógeno más rápidamente, por lo que permanecen en la serie principal durante un tiempo relativamente corto; por ejemplo: una estrella unas 15 veces más masiva que el sol abandona la serie principal al cabo de unos 10 millones de años; el sol, permanecerá en esa serie durante unos 10 mil millones de años, prácticamente comparable con la edad de nuestra galaxia. Esto significa que las estrellas menos masivas que el sol, (que nacieron en los comienzos de nuestra galaxia) están aún agrupadas cerca de la región de la serie principal. De este modo, sólo una pequeña proporción de estrellas 15 veces mayores que el sol están agrupadas aún en la serie principal (en adelante SP). Los miembros más viejos de este grupo hace tiempo que han pasado a otras regiones del HR. Como consecuencia, hay muchísimas menos estrellas en el extremo brillante de la SP que en el tenue. Las estrellas débiles del extremo inferior de la SP son realmente comunes, y la diferencia entre el número de estrellas brillantes y débiles es tan marcada, que no puede ser achacado sólo a una diferencia en el ritmo de evolución: debe ser que el proceso de fragmentación por el que nacen las estrellas produce preferentemente varias protoestrellas en lugar de una sola grande.

Partes de la serie principal.

Parte superior e inferior.

Aunque la SP es una línea continua en el HR, se acostumbra a dividirla en partes y tratarlas por separado.

Ya hemos visto que “el hidrógeno puede quemarse” de dos formas distintas: por la cadena protón-protón o por el ciclo del carbono. Según cuál sea el que predomine la estructura de la estrella es radicalmente distinta, y el que una de las dos produzca la mayor parte de la energía, depende, a su vez, de la temperatura central de la estrella, y por tanto, de su masa. Las estrellas de mayor masa están suficientemente calientes para que el ciclo del carbono opere en su centro, mientras que las más pequeñas han de usar la cadena protón-protón. Hay un pequeño intervalo de masas en la SP en la que ambos procesos producen una apreciable proporción de energía, sin embargo, fuera de él, sólo uno de los procesos es el que predomina. Esa zona intermedia corresponde a estrellas que tienen masas comprendidas entre 1,5 y 2,5 veces la masa del sol (para la población II). Se acostumbra a tomar este intervalo de masas como línea divisoria en la SP.

- *Parte Superior de la SP*

Las estrellas situadas en esta zona, participan del ciclo del carbono como fuente generadora de energía, pues poseen temperaturas lo suficientemente elevadas como para generarlo. De hecho, es tal la cantidad de energía que se genera en ese ciclo que no puede ser transmitida eficientemente por radiación desde el centro de la estrella; la estrella se vuelve inestable en su centro y la energía es transmitida por convección. En cambio, en su parte más externa, los cálculos ha mostrado que la situación es más estable y allí es por radiación el mecanismo por el que se trasmite la energía (núcleo convectivo y envoltura radiactiva)

Cálculos detallados muestran que el núcleo y la envoltura no están completamente separados. Conforme el núcleo va consumiendo cada vez más hidrógeno del centro, va disminuyendo en tamaño. Mientras se va retrayendo hacia el centro, deja atrás una zona que ahora es estable y en donde se transmite la energía por radiación, y con menos contenido en hidrógeno que la envoltura. Esto hace que en la estructura puedan diferenciarse 3 zonas: una envoltura radiactiva externa, una zona radiactiva intermedia y un núcleo convectivo interno.

Las corrientes de convección en el núcleo hace que el hidrógeno y el resto de materiales de la estrella se vayan mezclando y redistribuyendo por ella. En particular, esto origina que el ritmo de disminución del hidrógeno se produzca por igual en todas las zonas.

Cuando una de estas estrellas agota todo su hidrógeno, no dispone de combustible nuclear para utilizar de forma inmediata, por lo que sufre una serie de cambios internos que le llevan fuera de la SP. Ya hablaremos de esos cambios.

Límite superior de la Serie Principal.

La serie principal no continúa indefinidamente hacia arriba: hay un límite; y podemos preguntarnos qué determina ese límite.

Ya hemos visto que las estrellas guardan un equilibrio entre la contracción gravitatoria y el empuje hacia fuera de la presión. Sin embargo, esa presión, en realidad, posee dos componentes: la temperatura y la radiación (presión de radiación). En el caso del sol, por ejemplo, sólo la primera componente (la presión del gas) es la que tiene verdadera importancia, sin embargo, en otras estrellas más masivas, esto no es así. Para una estrella muy masiva, es la presión de radiación la que ha de equilibrar la contracción gravitatoria. Evidentemente, esto constituye un límite más allá del cual una estrella no puede mantener unida su materia, y por tanto, correspondiendo a esa masa límite, también hay un límite para el brillo y para la temperatura superficial. Los cálculos teóricos sitúan el valor de esa masa en 100 veces la masa solar.

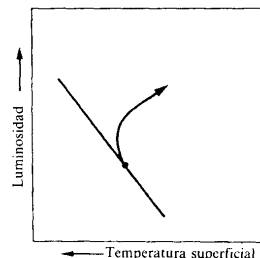


FIG. 36. Últimas etapas de la combustión del hidrógeno en una estrella de la parte superior de la serie principal. (Se muestra también un pequeño segmento de la parte superior de la serie principal.)

- *Parte inferior de la Serie Principal.*

Las constituyen estrellas de $2M_{\odot}$ o menos, y para ellas, la energía proviene de la cadena protón-protón. Las reacciones de esta cadena son mucho menos sensibles a la temperatura que las del ciclo del carbono, con lo que el resultado de producción de energía se efectúa a un ritmo mucho más lento. El transporte de energía desde el centro nuclear se efectúa por radiación, con lo que no existe mezcla de materiales.

También hay diferencias en lo referente a la envoltura, respecto de las estrellas de la anterior zona comentada. Las envolturas están a temperaturas apreciablemente más bajas, lo que las hace más opacas al paso de la radiación que las anteriores, tanto, que en esa envoltura se producen corrientes de convección para transmitir la energía. Así las diferencias: estrellas de la parte superior = núcleo convectivo, envoltura radiativa; estrellas de la parte inferior = núcleo radiativo, envoltura convectiva.

Precisamente debido a la existencia de la envoltura convectiva es muy difícil determinar las condiciones exactas de este tipo de estrellas y es uno de los problemas más fundamentales de la evolución estelar aún por resolver.

La parte central de una estrella de esta zona es estable, con lo que el helio generado allí no se mueve. Del mismo modo que crece la temperatura de la estrella hacia el centro, también crece el ritmo de combustión del hidrógeno y la reserva de hidrógeno en el centro desaparece más rápidamente que fuera de él. Por ello, la estrella, al evolucionar, adquiere una composición química variable.

Al ir cambiando la composición química interna, también se alteran las características de la estrella. Empieza a subir lentamente por la serie principal, lo que significa que su tamaño prácticamente no varía, pero su temperatura superficial y su brillo crecen gradualmente, a diferencia de las estrellas de la parte superior de la SP, cuyo radio crece ligeramente al ir quemando el hidrógeno.

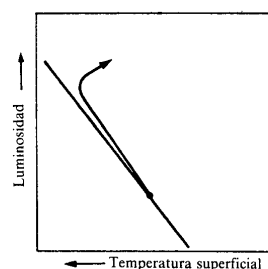


FIG. 38. Últimas etapas de la combustión del hidrógeno en una estrella de la parte inferior de la serie principal. (Se muestra también un pequeño segmento de la parte inferior de la serie principal.)

Como puede verse, la estructura interna de las estrellas de la parte superior e inferior de la SP es bastante distinta. Sin embargo, desde el punto de vista observacional, sus desarrollos iniciales son notablemente similares. Ambas permanecen en la región central de la SP hasta que han consumido el hidrógeno del centro y, entonces, se mueven alejándose hacia la derecha. La gran diferencia observacional es *su ritmo de evolución*, debido a que las

de la zona inferior, al ser de menor masa, evolucionan, necesariamente, más lentamente que las de la parte superior, y por tanto, permanecen durante mucho más tiempo en la región general de la SP. También está el hecho de que las estrellas de la parte superior agotan su provisión de hidrógeno en el centro de forma instantánea y por tanto, se trasladan repentinamente hacia su próxima fase evolutiva, mientras que las de la zona inferior, al ser su combustión más gradual, lo hacen más lentamente. Este hecho afectará a su evolución posterior.

Límite inferior de la Serie Principal.

Existe un cierto brillo y una cierta temperatura superficial por debajo de los cuales no se ha encontrado ninguna estrella de la SP.

Hemos visto que el ritmo de contracción decrece rápidamente para las estrellas de menor masa. Luego ha de existir una masa estelar determinada que se contraiga tan lentamente que aún no haya tenido tiempo de entrar en la SP, aunque hubiera iniciado ese proceso en el mismo momento de formación de la galaxia. Sin embargo, puede argumentarse otra razón: si el hidrógeno ha de empezar a fusionarse en las estrellas, ha de conseguirse una temperatura por encima del millón de grados. La temperatura que realmente se alcanza durante el proceso de contracción depende de la masa de la estrella. Así, conforme consideramos estrellas de menor masa, la temperatura central máxima alcanzable, va disminuyendo, hasta que se llega a una masa que es tan pequeña que la temperatura central no sube nunca lo suficiente para alcanzar la “ignición” del hidrógeno.

Las estrellas de **la zona intermedia de la SP** participan tanto de las propiedades de una y otra zona de la secuencia. Para ellas, tanto el ciclo del carbono como la cadena protón-protón, son procesos importantes. Una estrella tipo de esta zona, posee un pequeño núcleo convectivo donde se quema el hidrógeno mediante el ciclo del carbono; a su alrededor hay una zona donde se quema el hidrógeno mediante la cadena protón-protón. Ambas regiones corresponden al núcleo productor de energía de la estrella. La siguiente región es radiactiva, sin generación de energía, y por último, una zona convectiva hasta llegar a la superficie estelar.

Composición química y evolución de las estrellas de la Serie Principal.

Ya se ha comentado que en base a la composición química, las estrellas pueden clasificarse en dos tipos de poblaciones estelares, que difieren, sobre todo, en las cantidades relativas de hidrógeno, helio y elementos pesados.

Estas diferencias en las composición química se refleja en los diferentes brillos y temperaturas superficiales de las estrellas. Para una estrella de masa dada, cuanto menor sea la cantidad de hidrógeno presente, tanto mayor será su brillo y su temperatura. Por tanto, la estrella de la SP de una masa determinada que es más brillante es, paradójicamente, la que posee más helio.

En un diagrama masa-luminosidad se hacen evidentes las diferencias entre las estrellas de PI y PII, pero en uno HR, tales no son evidentes, y así, al ir desde las estrellas de la PI a la PII, crecen tanto el brillo como la temperatura superficial y, por tanto, *son los cambios en la composición química los que mueven una estrella a lo largo de la SP y no fuera de ella, hacia la derecha o hacia la izquierda*. Esta es la razón por la que la SP corresponde a las estrellas de campo, pudiendo comprender estrellas de muy diferente composición química, y no hay una única masa asignada para cada valor del brillo y de temperatura superficial, sino varias, en función de la composición química.

Estrellas con mezclas.

En el modelo que se ha expuesto anteriormente, se ha supuesto que sólo hay mezcla de materiales cuando la energía se transmite por convección, inexistiendo tal cuando el transporte se verifica por radiación. Sin embargo, es posible detectar excepciones a este hecho y hallar estrellas en donde el material está completamente mezclado. En tales casos, la evolución de la estrella sería muy lenta ya que consumiría el hidrógeno de modo uniforme por todo su volumen y dispondría de más hidrógeno en su centro para ser quemado. Sin embargo, una estrella así se

movería igual a lo largo de la SP, y las diferencias surgirían cuando se ha consumido por completo el hidrógeno. Entonces, una estrella completamente mezclada, en lugar de evolucionar saliéndose de la SP por la derecha, lo hace por la izquierda. Sin embargo, la mayor parte de las estrellas estudiadas (de los cúmulos estelares) abandonan la SP por la derecha, lo que significa que los modelos propuestos de evolución son básicamente correctos y aceptar que las mezclas sólo suceden en las zonas convectivas.

Sin embargo, no ha de excluirse la posibilidad de salida de la SP por la izquierda, para estrellas lo suficientemente mezcladas.

¿Hay algún mecanismo, además de la convección, que pueda ser capaz de mezclar el contenido de una estrella?

Los estudios espectroscópicos no sólo han mostrado que las estrellas rotan respecto de un eje, sino que tal velocidad de rotación depende del tipo de estrella observado. En particular las estrellas de la parte superior de la SP (estrellas O, B y A) giran muy deprisa; disminuyendo para las F. Esto significa que todas las estrellas de la parte inferior de la SP (como el sol) giran muy despacio.

Una velocidad de rotación lenta no tiene efecto alguno sobre la evolución de una estrella; sin embargo, velocidades elevadas pueden generar corrientes de material desde el centro a la periferia y producir mezclas del material desde el centro a la envoltura. Los cálculos han mostrado que el tiempo que se requiere para que esta mezcla rotacional sea eficaz es muy largo en comparación con la vida de la estrella de la SP. Con todo, los cálculos no están del todo claros, pues hay factores, como los campos magnéticos, de los que se ignora su influencia.

Así, es muy posible que estrellas con velocidades de rotación alta, abandonen la SP por la izquierda.

Un típico ejemplo de estas estrellas “con mezclas” son las denominadas **estrellas de Wolf-Rayet**. Son estrellas poco abundantes, brillantes y muy calientes, que tienen a encontrarse junto a estrellas jóvenes O y B.

Las estrellas Wolf-Rayet “no son estrellas normales”. Por un lado la materia está siendo lanzada al espacio desde su superficie a velocidades muy altas. Tienen espectros muy particulares, y las que se encuentran en asociaciones, muestran un alto contenido en nitrógeno, indicativo de que son estrellas masivas que han pasado rápidamente por la etapa de combustión del hidrógeno mediante el ciclo del carbono.

Se han encontrado muchas estrellas Wolf-Rayet que son miembros de sistemas dobles cerrados, por lo que se sugiere que el mecanismo de mezcla del material es debido a algún tipo de interacción gravitacional con la otra estrella.