

Diagrama de evolución estelar

Isidoro González Navarro

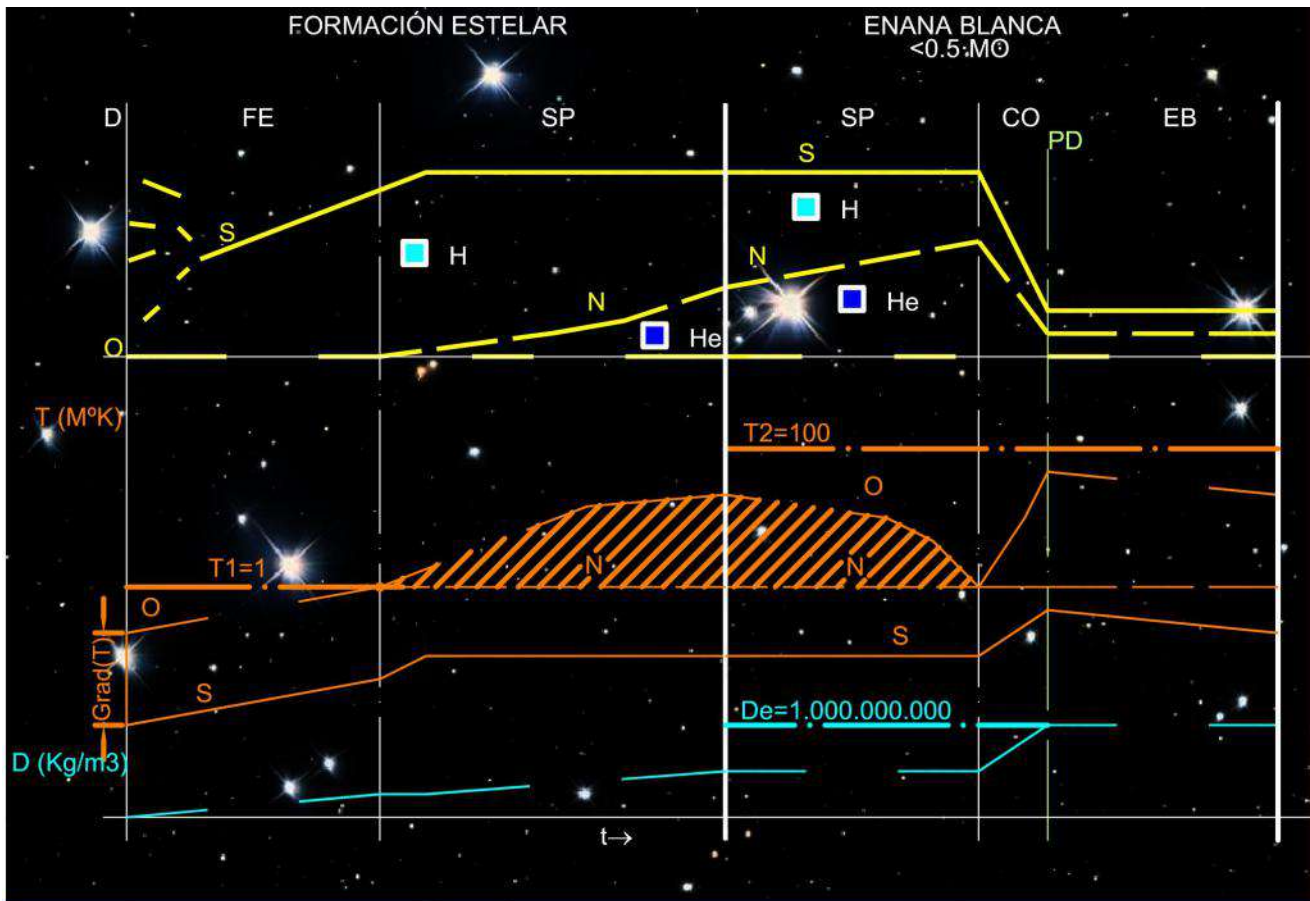


FIG 1

Cuando se intenta una explicación más o menos didáctica de la evolución estelar y las diferentes fases de una estrella a lo largo de su existencia, son varios los problemas que se presentan. Por un lado hay una variada casuística, afortunadamente reducida, dependiendo de la masa inicial de la estrella, y así tenemos gigantes efímeras muy calientes, enanas blancas, gigantes y supergigantes rojas, pequeñas estrellas marrones y abundantes anónimas que no se hacen notar dentro del enjambre de la llamada secuencia principal del diagrama H-R.

Este artículo pretende unificar, en lo posible, la descripción de los procesos que resultan decisivos en las diferentes fases de la vida de una estrella, presentando en un mismo diagrama tres de las variables a considerar: diámetro, temperatura y densidad, en cada uno de los tres escenarios posibles en función de la masa inicial de la estrella.

He omitido algunas complejidades inherentes a los procesos implicados en las diferentes fases, así como las diferentes escalas en la línea de tiempo para cada uno de los escenarios contemplados. Todo ello intentando mantener un pretendido carácter didáctico, resumiendo en un mismo esquema el comportamiento de la estrella en sus transiciones de fase sobre densidades, temperaturas y diámetros.

1. Introducción al diagrama de evolución estelar (Fig 1)

En el eje de abscisas siempre tendremos la línea de tiempo. En él podremos segregar toda la vida de la estrella en **fases** y además podremos reflejar instantes determinados de tiempo que dará lugar a sucesos determinantes en la vida de la estrella.

En el eje de ordenadas pondremos 3 valores, repartidos en 3 **campos**, a saber:

D: **Campo de Diámetros**: ya sea de la superficie de la estrella o del núcleo o los diversos núcleos que se formen. Se considera el núcleo de la estrella como el lugar geométrico dentro del cual se producen las reacciones de fusión. Se reservará la palabra S para referirnos al diámetro de la superficie y la palabra N para referirnos al diámetro del núcleo.

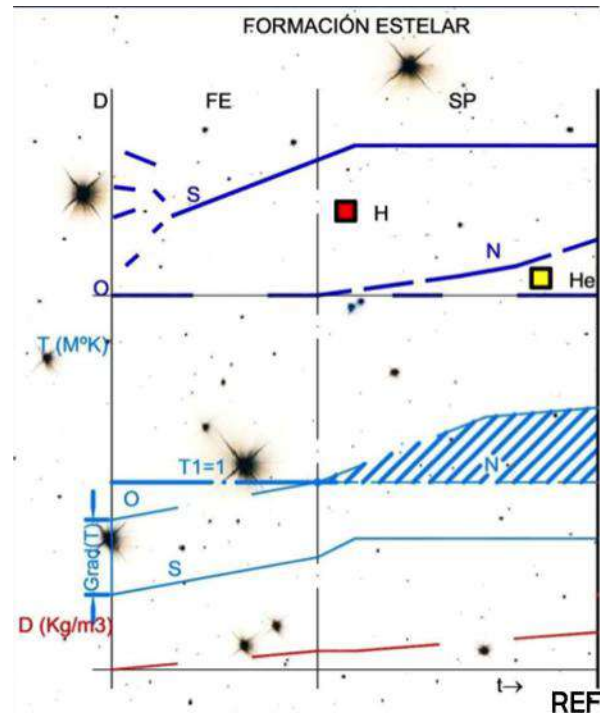
T: **Campo de Temperaturas**: se reflejará la temperatura en forma de gradiente. Normalmente tendremos dos líneas, la línea O, que reflejará la evolución temporal de la temperatura en el centro de la estrella, y la línea S que reflejará la temperatura en su superficie. Igual que en el caso anterior, también aparecerá una línea N para referirnos a la temperatura en la envoltura del núcleo.

D: **Campo de densidad**: igual que la temperatura, se reflejará únicamente la densidad en O, es decir en el centro de la



estrella ya que el resto de densidades, siempre menores, no van a tener relevancia en las conclusiones que se obtienen con este diagrama.

2. Fase de formación estelar y secuencia principal



La **Fase de Formación Estelar** denotada por FE, empieza en el momento en el que los átomos de H se van juntando por la atracción gravitatoria. Por eso al principio la línea de diámetros S aparece dispersa, hasta que llega un momento en que podemos hablar de una bola de gas con un diámetro determinado que va aumentando conforme se va agregando masa gaseosa.

Vemos en el campo de temperaturas, como el gradiente va aumentando: O siempre mayor que S. Lo mismo pasa con la densidad en el centro, que poco a poco va tomando valor.

Esta situación va evolucionando hasta que llega un punto en el que la temperatura en O supera el umbral T1, que es la temperatura en la que los núcleos de deuterio pueden empezar a fusionarse en núcleos de Helio: 1.000.000 K. La estrella se enciende. En ese momento pasamos a la siguiente fase evolutiva: la de **Fase de Secuencia Principal**

Denotada por SP, esta es la fase en la que la

estrella permanecerá a lo largo de la mayor parte de su vida. Mientras estamos en la secuencia principal, la enorme presión gravitatoria debida a la masa de la estrella se compensa con la presión de la radiación emitida por la fusión, y la estrella brilla durante eones.

En el diagrama se representa la actividad de la fusión con el rayado. Vemos que la temperatura en O sigue aumentando con una pendiente mayor, y lo mismo pasa en S. También vemos que disponemos una nueva línea de temperaturas, denotada por N y que representa la temperatura en la envolvente del núcleo. Es horizontal porque es constante, ya que siempre será T1 ya que: debajo de ella hay fusión y encima de ella no la hay.

En el campo de diámetros, reflejamos mediante la línea N el diámetro de la envolvente del núcleo. Por encima de ella tendremos átomos de H. Por debajo, átomos de He en estado de plasma.

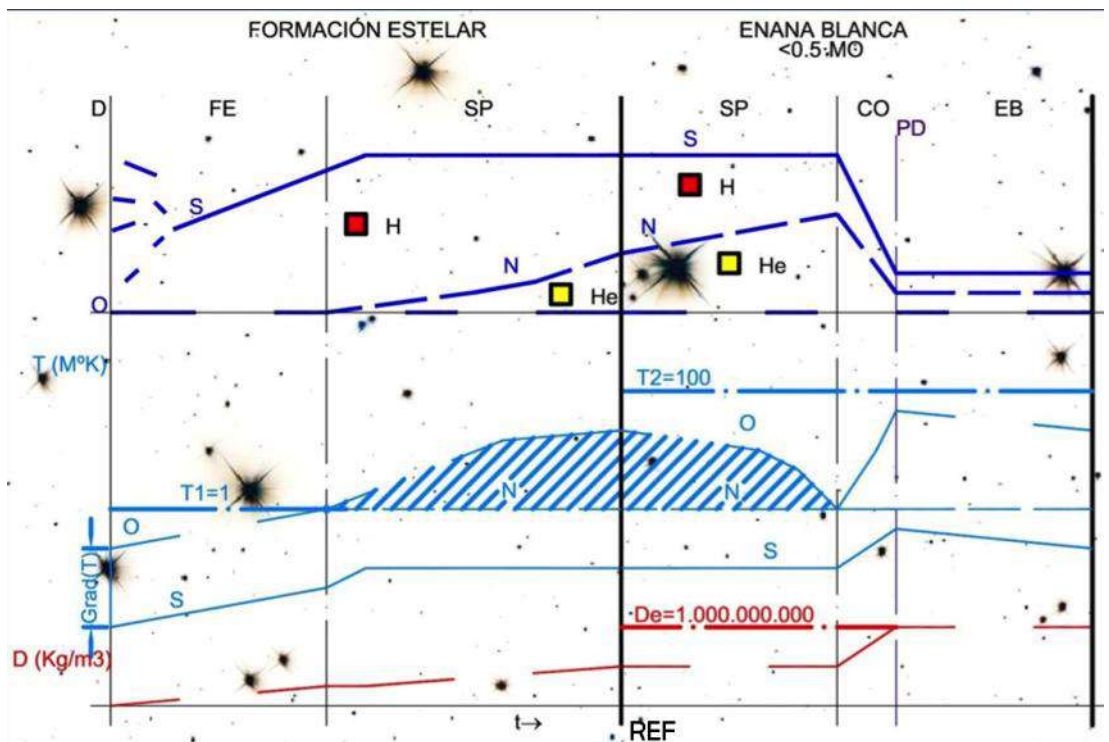
Mientras la densidad continúa en aumento, cuando se alcanzan los 10.000.000 K da comienzo la reacción protón-protón: la fusión del protio.

Llegados a este punto, la estrella todavía no se ha estabilizado ya que seguirá acopiando masa de la nube de gas germinal. Entonces, dependiendo de la magnitud de esa masa, la estrella evolucionará de formas diferentes. Representamos ese punto como la línea vertical REF.

3. Estrellas menores de 0,5 masas solares

Conforme vamos avanzando en la línea de tiempo a partir de REF, llega un punto en el que la nube de gas se agota y ya no se produce más acreción. La estrella no va a crecer más. Es cuando sí que alcanzamos el equilibrio entre la gravedad y las fuerzas de radiación nuclear.

La condición de que la masa sea inferior a 0.5



masas solares, hace que en el centro de la estrella no se alcance la temperatura de fusión del He. En el diagrama la denotamos por T2=100.000.000 K.

En esta situación, se estabilizan diámetros, densidades y la temperatura superficial S. No así la temperatura en O que sigue aumentando mientras haya reacciones de fusión. Sin embargo, toda vez que el combustible se va agotando, su pendiente va disminuyendo. Poco a poco la estrella se va "envenenando de Helio". Llega un momento que la curva de S en vez de ser ascendente, es descendente. El resto de magnitudes continúan estables.

Cuando ya se ha agotado todo el H del núcleo, la estrella se apaga. Entonces es cuando

las fuerzas gravitatorias no tienen oposición. La estrella entra en la **Fase de Colapso**. En el diagrama vemos durante esta fase, denotada por CO, como los diámetros S y N menguan; como el gradiente de temperaturas aumenta sin llegar a alcanzar T2 y como aumenta ostensiblemente la densidad central.

El final de este colapso estará determinado por el valor de la densidad degenerada de los electrones, que se produce en el instante PD, a una densidad $De=1.000.000.000 \text{ kg/m}^3$. Es entonces cuando entramos en la **Fase de Enana Blanca**, fase denotada en el diagrama por EB.

Esta fase vuelve a estar en equilibrio. La estrella, formada por un plasma de átomos de He ionizados, bañados por una sopa compacta de electrones, estará muy caliente y estará emitiendo energía durante un tiempo mayor que el tiempo del Universo actual. Su temperatura superficial puede rondar los 200.000 K y gira rápidamente. En el diagrama se refleja como el gradiente de la temperatura disminuirá lentamente, hasta llegar a su fase final: la muerte térmica, la hipotética Enana Negra.

4. Estrellas menores de 2,5 masas solares

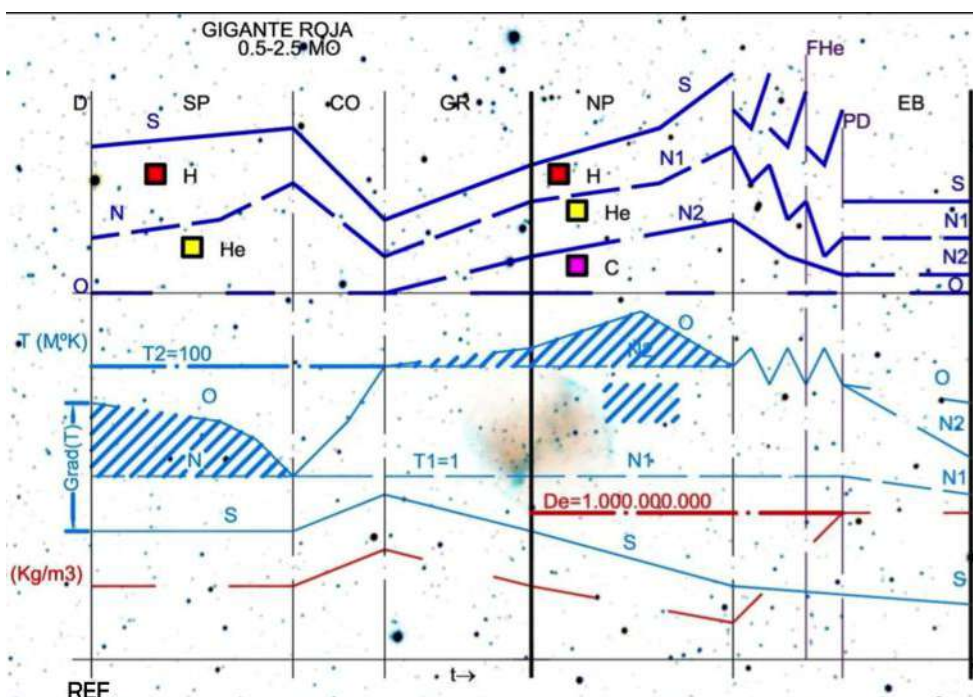
Continuamos desde la línea REF. Ahora la diferencia con respecto al caso anterior es que el acopio de masa es mayor y continúa durante más tiempo. Pero eso no quiere decir que las condiciones de presión y temperatura del núcleo cambien sustancialmente ya que el acopio de



materia se produce en la superficie. Únicamente, al aumentar la presión gravitatoria, el núcleo se puede comprimir más y en la envoltente se fusiona a más velocidad. Por eso aumenta la pendiente de N. No obstante, llegaríamos tarde o temprano a la misma situación anterior de envenenamiento de He del núcleo: la temperatura alcanza un máximo y empieza a disminuir de nuevo. Cuando la temperatura en O alcanza de nuevo T1, la estrella se apaga.

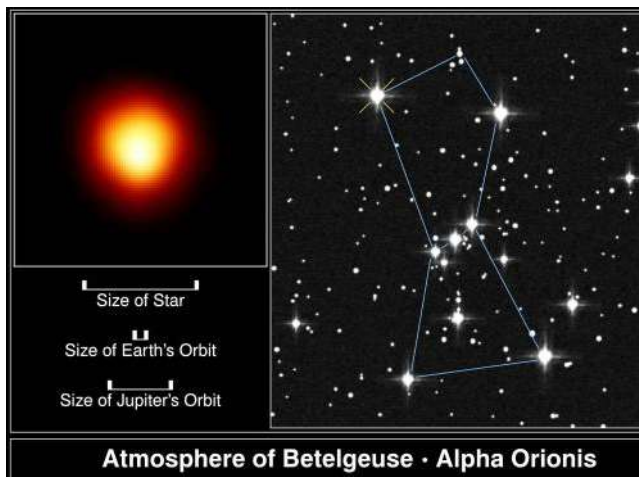
Nuevamente asistimos al colapso CO: al terminar el combustible en el núcleo, la presión

gravitatoria hace que se constriña éste. La diferencia con respecto al caso anterior es que, como la estrella es más grande, está más tiempo colapsando y aumentando más la temperatura en O. Entonces sí que alcanzamos el valor de $T2 = 100.000.000 \text{ K}$ y comienza la reacción tripe alfa del Helio para transformarse en Carbono. La estrella vuelve a encenderse.



Reflejamos en el diagrama en el campo de temperaturas una nueva superficie rayada. Y además se forma un nuevo núcleo de Carbono. Su envoltente la llamamos N2.

Al comenzar de nuevo en el núcleo la presión radiativa y toda vez que ahora hay más H que antes, se produce una rápida expansión de las capas exteriores de la estrella. Esto es así porque, la gravedad no es tan grande a pocas profundidades desde la superficie. Entramos en la **Fase de Gigante Roja**, denotada por GR. Vemos en el diagrama como aumentan los diámetros S, N1 y N2.



En cuanto a las temperaturas, aumenta en O, N1 y N2 deben permanecer constantes y sin embargo la que disminuye es S. Esto es así debido a lo comentado anteriormente: el aumento de diámetros produce un alejamiento de la superficie y consecuentemente un enfriamiento. La superficie se queda a escasos miles de K. La gigante roja brilla con luz rojiza, de baja temperatura. Pero brilla mucho, porque es muy grande. No pasa lo mismo en el núcleo que sigue fusionando y aumentando su temperatura.

En cuanto a la densidad también disminuye, al aumentar el volumen.

Observemos en el diagrama otra superficie rayada en el campo de temperaturas. Con eso queremos dar a entender que en la envoltente N1 se produce un aumento de temperatura suficiente para sobrepasar de nuevo T1 y

comenzar otra vez la fusión de Hidrógeno. De manera que tenemos dos fusiones a la vez. Ello hace que la expansión de las capas externas sea aún mayor.

Entramos en una nueva fase: la **Fase de Nebulosa Planetaria**, denotada por NP. Mientras se produce esta expansión acontece lo siguiente: la fusión de Helio no emite tanta energía como la del Hidrógeno, con lo que en términos relativos la estrella emite menos energía. Esto hace que cuando la estrella ha alcanzado un diámetro determinado, el núcleo vuelva a enfriarse. Es decir O baje de T2 y N1 de T1. Al apagarse la estrella de nuevo, las partes externas se enfrían y se contraen. Pero esta contracción es tan rápida, que gran parte de la capa exterior de la estrella que ya de por sí tiene muy poca densidad, se expulsa, se pierde. Comienza así la formación de la nebulosa planetaria.

Entonces empieza un proceso iterativo: al contraerse de nuevo el gas que no ha sido expulsado, vuelve a aumentar su temperatura, con lo que el Helio y el Hidrógeno cercano al núcleo vuelven a fusionar a un gran ritmo, mayor que el anterior. Es el fenómeno conocido como Flash de Helio. Entonces volvemos a expandir aún más la estrella. Hay que tener en cuenta que ya no hay tanta masa como antes. Pero de nuevo, al disminuir otra vez la fusión, vuelve a contraerse. Y así reiteradamente. En cada ciclo, va perdiendo más y más masa y cada vez hay menos H y He.

En el diagrama dibujamos el proceso iterativo con una serie de escalones en los que vamos viendo la oscilación de diámetros de núcleos, temperaturas y densidades.

En el campo de diámetros, vemos que la oscilación de éstos va disminuyendo conforme se va aportando masa a la nebulosa.

En el campo de las temperaturas, sin embargo, la oscilación se mantiene horizontal. Esto es así porque en la medida que colapsan los gases, la estrella se calienta por la ecuación de los gases perfectos; pero al calentarse y comenzar de

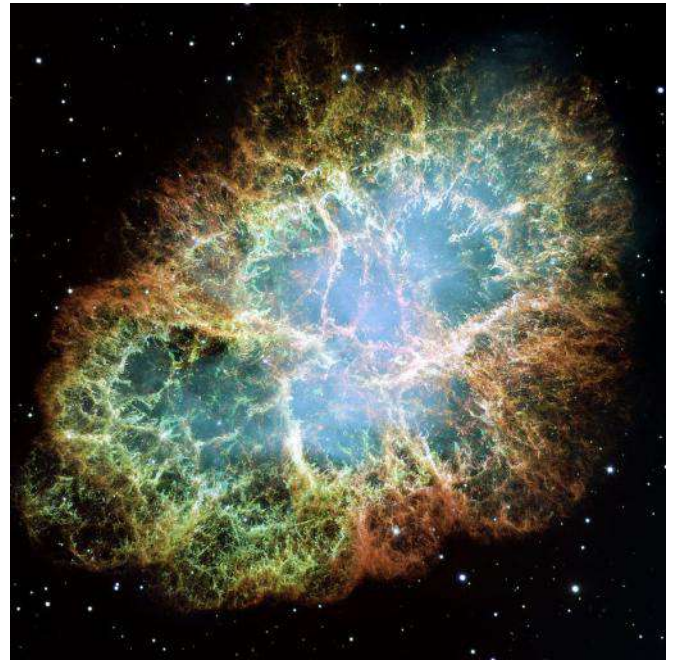
nuevo las reacciones nucleares, se expande y se enfría. Durante un tiempo la estrella estará escupiendo material gaseoso de forma pulsante. No solo H y He, también trazas de C. El fin de estos espasmos nos lo va a dar el campo de densidades:

Vemos como la densidad de O no deja de aumentar. Esto es así porque el balance de presiones siempre es favorable a la gravitatoria. El núcleo se contrae cada vez más y éste no pierde masa. Solo pierde las capas externas. Entonces, aumentando la densidad, alcanzaremos de nuevo la densidad degenerativa PD.

Y volveremos a entrar en fase de EB con una gran nebulosa de gas alrededor. Con una sutil diferencia respecto a la EB anterior.: el plasma en vez de estar formados por átomos de He estarán formados por átomos de C, que conforme se vayan enfriando irán cristalizando: tendremos un diamante en bruto de tamaño planetario. Eso es lo que le pasará al Sol.

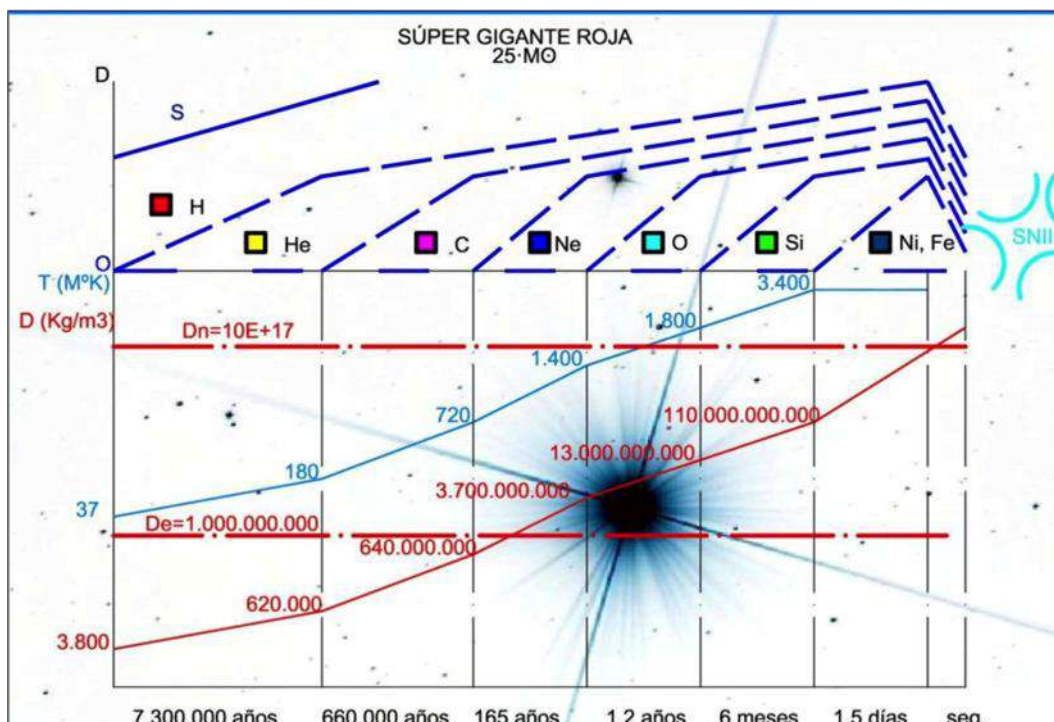
5. Estrellas mayores de 2,5 masas solares

Para una estrella de mayor masa, pongamos por ejemplo 25 soles, aparece la



nucleosíntesis estelar de distintos elementos:

Partimos ahora de un diagrama simplificado, para que pueda ser inteligible. Aquí vemos cómo se van formando las distintas capas de los elementos producto de las distintas reacciones de fusión que se van produciendo hasta llegar al Hierro. Aquí tenemos valores fidedignos de temperatura, tiempo y densidad, aportados por los modelos de estructura estelar. La estrella alcanza diámetros mucho mayores que los estudiados hasta ahora.

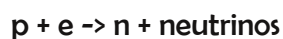


El hierro es el elemento químico con la mayor energía de enlace por nucleón. Esto significa que la fusión no libera energía, sino que la absorbe. Es una reacción endotérmica, no exotérmica. Es la auténtica ceniza de la estrella. Se vuelve a apagar la estrella y de nuevo empieza el colapso gravitatorio. Como quiera que

estamos hablando de masas muy grandes, el colapso será mucho más violento.

Al apagarse la estrella, ésta se colapsa a velocidades relativistas. Se habla de un 23% de c , $T=10^{11}$ K. Eso hace que el núcleo, que ya alcanzó anteriormente la densidad de degeneración de los electrones D_e , continúe emitiendo más y más rayos gamma.

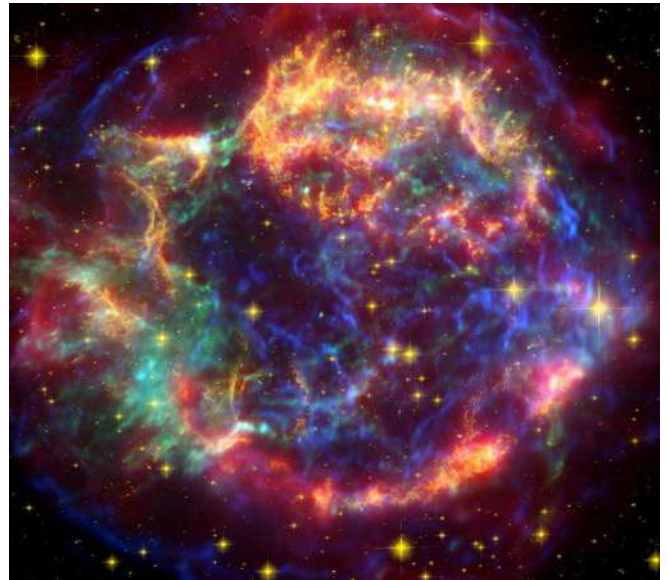
Pero la estrella es tan enorme que se vuelve opaca a esta radiación, con lo cual la energía no puede salir. Nos encontramos entonces con las condiciones de presión y temperatura suficientes para alcanzar el límite de Chandrasekhar. Entonces dicha energía hace que los núcleos de hierro se desintegren en He y neutrones libres. Es la desintegración beta invertida:



El núcleo se convierte en un plasma de neutrones con la densidad del núcleo atómico. En el diagrama mostramos el valor de esa densidad $D_n = 4 \cdot 10^{17} \text{ kg/m}^3$.

Ese núcleo se convierte en una pared extremadamente indeformable, de manera que el resto de las partículas que recordemos, avanzaba hacia el centro a velocidades relativistas, sufran un choque perfectamente inelástico al llegar a la envoltura del núcleo. El material sale disparado hacia afuera, a velocidades de un 15% de c .

Pero además hay otra cosa: además de radiación gamma se produce una gran emisión de neutrinos. Sabemos que estos no pueden



interaccionar con la materia, pero la estrella tiene tanta masa, que una pequeña proporción de estos sí es absorbida.

Estas dos circunstancias nos llevan a cumplir las condiciones para producir una supernova de tipo II. El balance energético dicen que puede ser 10^{46} J.

Todo se desprende al espacio excepto el núcleo, que se convierte en una estrella de neutrones. La supernova brilla más que su propia galaxia. De hecho, aumenta su magnitud en 20. La energía es tan grande que se crean elementos pesados como el oro, aluminio, ...

REFERENCIAS BIBLIOGRÁFICAS:

“Atlas de Astronomía” – Ed. National Geographic

“Evolución estelar” – Eduardo Battaner – Ed. National Geographic

“La vida privada de las estrellas” – Pedro Gómez Esteban (blog ‘el tamiz’)