

Diagrama HR

-La vida de las estrellas-

Julio Solís García



Revista Digital de ACTA

2026

Publicación patrocinada por



ACTA representa en CEDRO los intereses de los autores científico-técnicos y académicos. Ser socio de ACTA es gratuito.

Solicite su adhesión en acta@acta.es

Diagrama HR -La vida de las estrellas-

© 2026, Julio Solís García

© 2026, 

Cualquier forma de reproducción, distribución, comunicación pública o transformación de esta obra solo puede ser realizada con la autorización de sus titulares, salvo excepción prevista por la ley.

Se autorizan los enlaces a este artículo.

ACTA no se hace responsable de las opiniones personales reflejadas en este artículo.

INTRODUCCIÓN

"Somos un ejemplo de lo que pueden hacer los átomos de hidrógeno, dados 15 mil millones de años de evolución cósmica"

Carl Edward Sagan (1934-1996), astrónomo, cosmólogo, astrofísico, astrobiólogo y divulgador científico norteamericano

La astronomía es una de las ciencias más grandiosas, ya que tiene como objeto de estudio todo el cosmos en el que vivimos. Uno de sus elementos fundamentales son las estrellas, los "ladrillos" que dan forma a la mayoría de las estructuras cósmicas y que además son el crisol en el que se crean casi todos los elementos químicos.

Conceptualmente, las estrellas son objetos muy simples: "gigantescas bolas de gas", ni más ni menos, bolas de gas hidrógeno, con algo de helio y algunas "impurezas" de otros elementos químicos. Estos elementos que son meras trazas en cuanto a la composición de las estrellas, sin embargo, son imprescindibles para la formación de los planetas y de la vida.

Las estrellas no son seres vivos, pero nacen, crecen, evolucionan, se desarrollan y mueren. La gravedad es la fuerza que las hace nacer y al mismo tiempo es su mayor amenaza durante toda su vida hasta que al final las mata. Dicha fuerza fundamental trata de aplastarlas sobre sí mismas desde su mismo nacimiento, hasta que se inician las reacciones nucleares de fusión y la presión de radiación compensa los efectos de la gravedad, logrando un equilibrio que mantiene a la estrella estable durante miles de millones de años, hasta que el astro es incapaz de mantener las reacciones nucleares y sucumbe bajo el aplastamiento generado por la gravedad.

Según la masa inicial de la estrella su muerte será más o menos violenta, terminando como estrella enana blanca, estrella de neutrones o agujero negro. Estudiar la vida de las estrellas nos facilita comprender cómo evolucionará nuestro Sol, que no deja de ser una estrella más, su nacimiento y muerte. También estudiando las estrellas podemos comprender mejor el origen de nuestro Sistema Solar.

El diagrama HR (Hertzsprung-Russell) es un recurso fundamental para el estudio de las estrellas, resultando algo así como una mezcla de "historial clínico", "curriculum vitae" y "vida laboral" (permítase la licencia) de las estrellas.

De alguna manera también es equiparable a la tabla periódica de los elementos ideada por el químico ruso Dmitri Ivánovich Mendeléyev, pilar básico en el estudio de la química que se ha consolidado como un modelo sencillo y útil de clasificación de los elementos químicos presentes en todo el universo. A algunas personas les resultará un enunciado presuntuoso: "no vamos a encontrar ningún elemento químico nuevo que no esté ya en la tabla periódica en ningún lugar del Universo". Solamente se encuentran en la naturaleza los elementos químicos con un número atómico igual o inferior a 92 (Uranio), los elementos denominados transuránicos, con números atómicos superiores a 92 son inestables y se desintegran rápidamente. Algunos de estos elementos muy pesados parece que de manera rara y ocasional se han encontrado en la naturaleza, pero su descubrimiento y catalogación fundamentalmente se realizó de manera artificial en los laboratorios.

Diagrama HR -La vida de las estrellas-

Con un simple vistazo a la tabla periódica se pueden localizar los metales, los no metales, los gases nobles o cualquier otro tipo de grupo de elementos, todos ellos reunidos y agrupados según sus características.

Pues bien, a grandes rasgos y simplificando bastante, el diagrama de Hertzsprung-Russell es como una tabla periódica, pero de las estrellas; y es que, al igual que con la tabla periódica de los elementos, con el diagrama de Hertzsprung-Russell podemos localizar el grupo al que pertenece una determinada estrella de un simple vistazo (Figura 01).

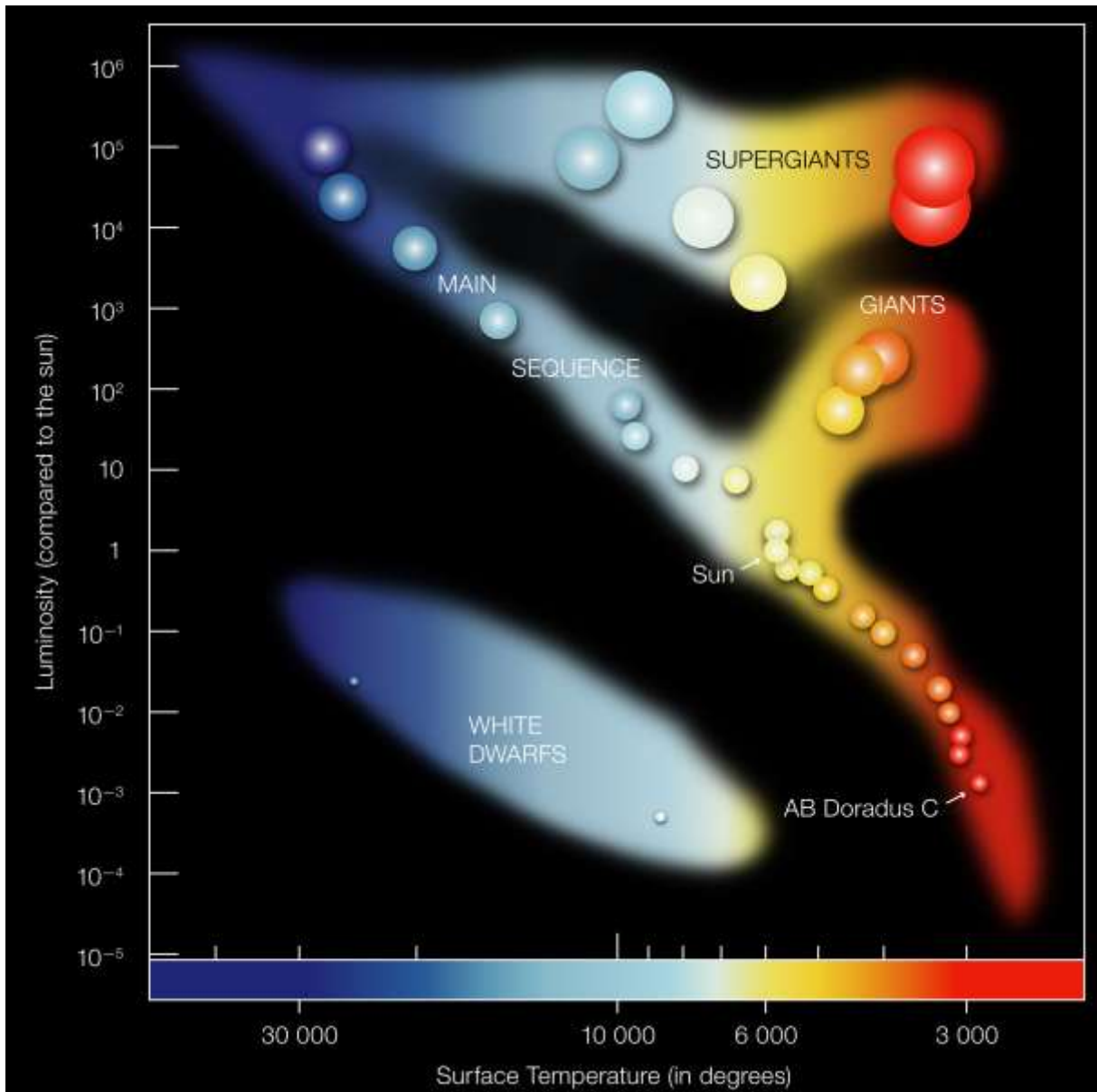


Figura 01: En el diagrama de Hertzsprung-Russell se representan las temperaturas de las estrellas en función de su luminosidad. La posición de una estrella en el diagrama proporciona información sobre su etapa actual y su masa. Las estrellas que queman hidrógeno para convertirlo en helio se encuentran en la rama diagonal, la llamada secuencia principal. Crédito: ESO

Los apellidos que dan nombre al famoso diagrama ligado a la vida de las estrellas, se refieren a dos astrónomos de principios del siglo XX. El primero corresponde a Ejnar Hertzsprung, astrónomo danés que anteriormente se había dedicado a la fotoquímica como ingeniero químico, que elaboró en el año 1909 el primer diagrama de clasificación y orga-

nización de las estrellas en base a sus propiedades, sobre todo lumínicas. El segundo apellido proviene del prestigioso astrónomo estadounidense Henry Norris Russell, profesor de astronomía en la Universidad de Princeton y posteriormente director del observatorio a partir de 1911.

Las investigaciones de ambos astrónomos se desarrollaron por separado, aunque casi coincidentes en el tiempo, pues el sistema creado por Russell se publicaría entre 1910 y 1913, muy poco tiempo después del de Ejnar Hertzsprung.

La historia de la ciencia nos enseña que en muchas ocasiones se ha producido descubrimientos importantes de forma paralela e independiente. Aunque existían diferencias entre los estudios de ambos astrónomos, eran muy similares. Lamentablemente el prestigio de Russell, en contraposición a la escasa relevancia del astrónomo danés, hizo que en un principio los astrónomos de la época denominaran al famoso diagrama como "diagrama de Russell". Posteriormente se hizo justicia reconociendo el mérito de Hertzsprung como primer descubridor del mismo y otorgándole su lugar en la historia e incluyéndole en la denominación del diagrama.

Los tiempos y las distancias cuando estudiamos el Cosmos son de tal magnitud que apenas podemos comprenderlo. Los seres humanos somos como pequeños colibríes que tuvieran una vida efímera de unos días desde su nacimiento hasta su muerte. A ojos de tan fútiles seres, un niño de 2 años, un adolescente de 16, un adulto de 40 o un anciano de 90 años, podrían parecer seres distintos, de especies diferentes. Sin embargo, uno de esos pajarillos podría estudiar todas esas etapas de la vida humana y concluir que todos son seres humanos en diferentes momentos de su vida. Algo parecido nos ocurre al estudiar el Cosmos y todos sus elementos, tenemos que hacernos una composición de su evolución analizando lo que vemos como si fueran fotogramas de una película que solamente podemos contemplar de forma estática.

Para clasificar las estrellas solamente disponemos de su luz, la radiación electromagnética que nos llega del astro. Con algo más de refinamiento y tiempo también podemos analizar su comportamiento dinámico y con suerte las interacciones gravitatorias con su entorno cercano. Conocer su masa y su edad resulta imprescindible para poder estimar otros parámetros de su desarrollo y evolución. La masa de la estrella determina la cantidad de energía que puede producir y la rapidez o lentitud con que lo hará, apuntando directamente al hecho de que dicha estrella tenga una vida breve o larga.

Ambos parámetros mencionados, masa y edad, no son fáciles de medir directamente. Si tenemos la suerte de que la estrella forma parte de un sistema binario o múltiple, algo que resulta relativamente frecuente, podemos utilizar las leyes del movimiento de Newton para estimar su masa. Igualmente, no podemos saber la edad de una estrella con solo observarla, hay que aplicar alguna forma indirecta para averiguarlo.

Relacionados con la masa y edad, están otros dos factores muy importantes en el estudio de las estrellas, que son la luminosidad y la temperatura, aunque al igual que en el caso de los parámetros anteriores, se requiere un trabajo adicional a la mera observación. Precisamente el diagrama de Hertzsprung-Russell (HR) permite comparar estrellas distintas mediante la observación, al representar gráficamente a las estrellas en zonas específicas del diagrama en función de su brillo y color (tipo espectral). Tanto el trabajo teórico como las investigaciones observacionales de Ejnar Hertzsprung y Henry Norris Russell apuntaban a que sus diagramas color-magnitud, eran para la vida de las estrellas un "fo-

Diagrama" dentro de su historia evolutiva, representada completamente en el propio diagrama, ocupando una zona concreta en función de su tamaño (masa) y edad. Además, a medida que una estrella envejece, cambia de brillo y color de una manera muy predecible, y las estrellas de diferentes masas evolucionan de maneras muy diferentes.

En algunas ocasiones vemos que en el eje X del diagrama HR se representan los colores de las estrellas desde el azul hasta el rojo, y otras veces lo que se representa son temperaturas decrecientes hacia la derecha en ese eje horizontal. Sin embargo, ambas escalas son equivalentes, pues el tipo espectral de las estrellas viene determinado por su temperatura superficial, presentando las estrellas más calientes un color azulado, que va pasando por unos tonos blancos, amarillos, anaranjados y rojos conforme disminuye su temperatura. A esos colores y temperaturas los astrónomos les han otorgado una clasificación basada en letras y números "O, B, A, F, G, K, M" añadiendo unos números a cada letra, del 0 al 9, según va descendiendo su temperatura hasta la siguiente "letra". A estos valores suelen añadirse unos números romanos relativos al tipo de luminosidad del astro, y también se han añadido otros valores a la escala principal con objeto de identificar otros tipos de estrellas muy específicas y que quedan fuera de la escala "clásica", como estrellas enanas blancas (D), estrellas de carbono (C), estrellas enanas marrones (Y), estrellas de metano (T), estrellas enanas rojas frías (L), o estrellas Wolf-Rayet (W). Por ejemplo, el Sol es una estrella de tipo espectral G2V.

Algunas de las características de cada tipo espectral:

- Tipo **O**: Son las estrellas más calientes y brillantes, con fuerte color azul y gran tamaño. La principal radiación que emiten está en el rango ultravioleta (UV).
- Tipo **B**: Son muy brillantes, de coloración azul más débil que las de tipo O, y de igual manera consumen su energía en un poco tiempo. Suelen presentarse en grupos de varias estrellas asociadas.
- Tipo **A**: Son de las estrellas más comunes observables, de coloración blanca; por ejemplo, de este tipo es la estrella más brillante en nuestro cielo, Sirio.
- Tipo **F**: Son estrellas grandes y brillantes, de una coloración aún blanquecina pero más amarillenta, como por ejemplo la estrella "Fomalhaut" en Piscis Austrinus.
- Tipo **G**: Nuestro Sol pertenece a esta categoría; su color es amarillo, y suelen presentar menor tamaño (en la secuencia principal se consideran enanas).
- Tipo **K**: Son estrellas más frías que nuestro Sol, pero con una vida más larga y presentando un color anaranjado; en la secuencia principal también son estrellas enanas, pero fuera de ella las hay gigantes y supergigantes.
- Tipo **M**: Son las estrellas más comunes que existen; son frías y pequeñas, siendo de este tipo todas las enanas rojas; fuera de la secuencia principal, también las hay gigantes y supegigantes.

Tipos espectrales recientes:

- Tipo **W**: Son estrellas muy brillantes ($\sim 70\,000\text{ K}$), también denominadas estrellas de Wolf-Rayet. Se piensa que son supergigantes hacia el final de su vida, con un núcleo rico en helio.

- Tipo **L**: Son estrellas sin masa suficiente para iniciar reacciones termonucleares, por debajo del rango M. Tienen temperaturas superficiales entre 1500 y 2000 K y corresponden a subtipos de enanas rojas.
- Tipo **T**: Son estrellas jóvenes y de poca masa, posiblemente en estado de plena formación, ya que pueden tener temperaturas entre 600-1000 K (enanas de metano).
- Tipo **Y**: Las enanas marrones de este tipo son más frías que las de clase espectral T y tienen espectros cualitativamente diferentes de ellas. Un total de 17 objetos han sido identificados en la clase Y hasta agosto de 2013.
- Tipo **C**: Son estrellas gigantes rojas cuya composición principal es carbono. Éstas se subdividen en los tipos R, N y S.

En el eje vertical del diagrama, o eje Y, ocurre algo similar a lo descrito para el eje X, aunque en este caso lo que se representa es la luminosidad de las estrellas en sentido creciente hacia arriba, considerando la luminosidad del Sol como 1. También suelen situarse en este eje las magnitudes absolutas de las estrellas, que es otra manera de identificar su luminosidad.

Como el brillo de los objetos en el cielo disminuye con la distancia, una manera de medir el brillo intrínseco de todos los objetos, independientemente de su distancia, es referir dicho brillo si se situaran a una distancia fija de 10 parsecs (32,6 años-luz), y precisamente a dicho valor se le llama "magnitud absoluta". Por ejemplo, el Sol tiene una magnitud aparente de $-26,75$ y una magnitud absoluta de $+4,85$ mientras que la estrella más brillante de nuestros cielos, α CMa (Sirio), tiene una magnitud aparente de $-1,44$ y una magnitud absoluta de $+1,47$.

Al ir colocando estrellas en el diagrama HR comprobamos que la mayoría se agrupan en una banda que se extiende desde el extremo superior izquierdo hasta el inferior derecho, denominándose esa densa franja "secuencia principal", que corresponde a una zona de estabilidad en el que la mayoría de las estrellas pasan la mayor parte de su "vida", caracterizándose por la transformación de hidrógeno en helio mediante reacciones nucleares de fusión, y quedando ubicadas en la zona superior, media o inferior de la banda en función de su masa.

También se aprecian unos grupos de cierta densidad en la zona superior derecha de dicha banda y en el cuadrante inferior izquierdo (Figura 02).

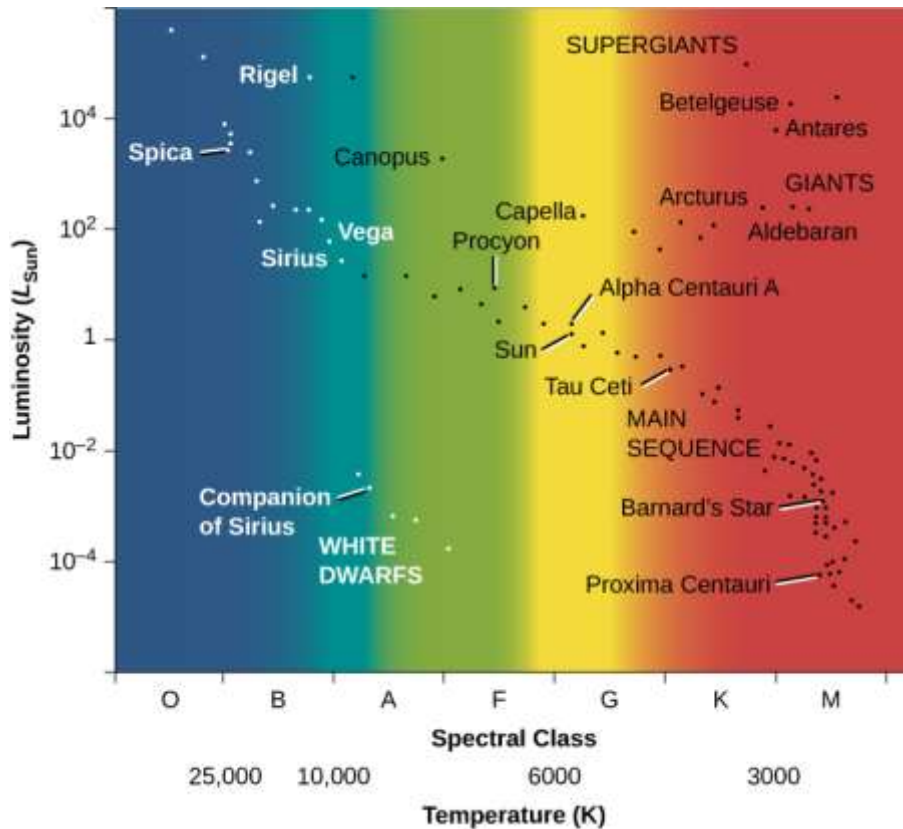


Figura 02: En estos diagramas, la luminosidad se representa en el eje vertical. En el eje horizontal, podemos representar la temperatura o el tipo espectral (también denominado clase espectral). Varias de las estrellas más brillantes se identifican por su nombre. La mayoría de las estrellas se encuentran en la secuencia principal.

Fuente: <https://wisconsin.pressbooks.pub/astrometry/chapter/chapter-18-section-18-3-diameters-of-stars/>

Las estrellas más jóvenes y las más viejas se sitúan fuera de la secuencia principal, mostrando su situación más inestable y breve, en términos estelares, en "la periferia" del diagrama HR. Las que ya han salido de la Secuencia Principal por su edad, suelen encontrarse en la rama de "gigantes rojas" o pueden pertenecer a la "rama asintótica gigante". Por ejemplo, puede hablarse de estrellas variables de un tipo determinado (RR Lyrae) que se encuentran en la mencionada rama horizontal, o estrellas del tipo β Cephei que se encuentran en la parte superior de la secuencia principal. Ambos casos son etapas de la vida de las estrellas que irán evolucionando a través del diagrama HR pasando por diferentes posiciones hasta el final de sus días.

Cuanto mayor es la masa de una estrella, mayor será el ritmo de fusión de su hidrógeno, resultando una estrella más caliente y luminosa, y también de vida más corta, pues su "combustible" se agotará antes. Como consecuencia, se ubicará dentro del diagrama HR en la zona superior izquierda de la secuencia principal, correspondiente a las estrellas gigantes azules, muy calientes. En el extremo opuesto tenemos a las estrellas enanas rojas, mucho más frías y pequeñas, pero de una longevidad muy notable.

En el cuadrante superior derecho del diagrama HR podemos encontrar unas zonas de mayor densidad de estrellas, las denominadas "Gigantes", que según nos desplazamos hacia la derecha pasan de amarillas a naranjas y a rojas, manteniendo una temperatura

superficial similar a sus equivalentes de la secuencia principal, pero con unas luminosidades mucho más altas debido a su mayor superficie (tamaño). Por encima de este grupo, en ese mismo cuadrante, se encuentran las estrellas supergigantes, predominantemente rojas, aunque también se encuentran algunas naranjas y amarillas. Estas estrellas supergigantes y gigantes finalizaron el proceso de fusión de hidrógeno en su núcleo, y en estas etapas de su desarrollo mantienen la fusión nuclear en base a elementos más pesados como el helio, generando a su vez elementos más pesados aún como el carbono, berilio, oxígeno o neón. Los procesos de fusión nuclear se detienen al llegar al hierro, que es el elemento más estable, aunque la generación de elementos más pesados continúa produciéndose mediante otros tipos de reacciones nucleares, como la captura neutrónica. Las estrellas de la secuencia principal con una masa inferior a 0,4 masas solares no salen de la misma siguiendo la denominada "Rama Asintótica Gigante" (RAG) descrita, sino que permanecen en la secuencia principal hasta el final de sus días como estrellas enanas rojas (Figura 03).

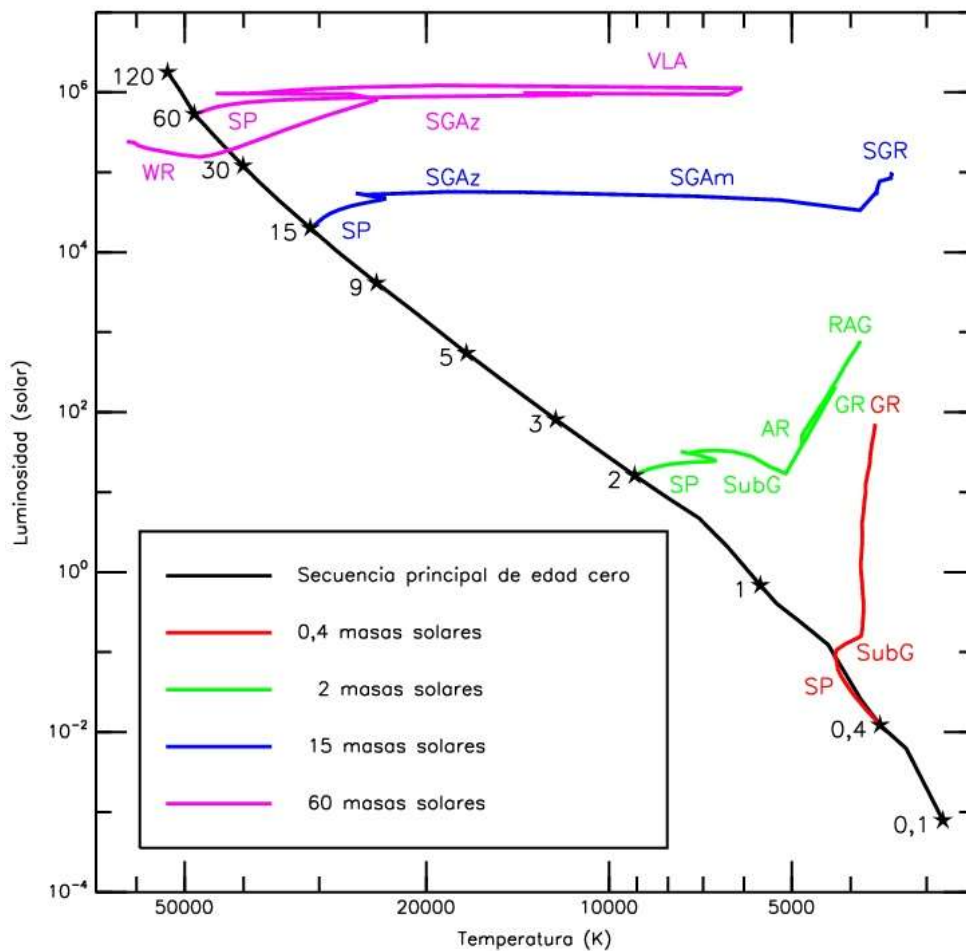


Figura 03: Los nombres de las fases son: SP: Secuencia principal - SubG: Subgigante - GR: Gigante roja - AR: Apelotonamiento rojo - RAG: Rama asintótica gigante - SGAz: Supergigante azul - SGAm: Supergigante amarilla - SGR: Supergigante roja - WR: Estrella Wolf-Rayet - VLA: Variable luminosa azul. Fuente: Wikimedia Commons

En el lado opuesto del diagrama HR, cuadrante inferior izquierdo, encontramos otro denso grupo de estrellas que suponen una de las etapas finales de muchísimas estrellas, son las denominadas "enanas blancas". Para las estrellas de masa intermedia, similar a la de nuestro Sol, esta fase de enana blanca, objetos muy densos y pequeño tamaño, supone

Diagrama HR -La vida de las estrellas-

el inicio del fin perdiendo paulatinamente temperatura y brillo, desplazándose hacia la zona más inferior-derecha del diagrama, en la que se encuentran las estrellas enanas marrones, que no son capaces de generar procesos de fusión nuclear y que a veces están en el límite entre lo que es una estrella y un gran planeta.

Al principio de esta introducción se ha sugerido la similitud entre la tabla periódica de los elementos químicos y el diagrama HR para las estrellas, aunque este último tiene un carácter dinámico a diferencia de la tabla periódica, en el sentido de que las estrellas lo recorren a lo largo de su evolución pasando por diferentes posiciones desde que nacen hasta que mueren (Figura 04).

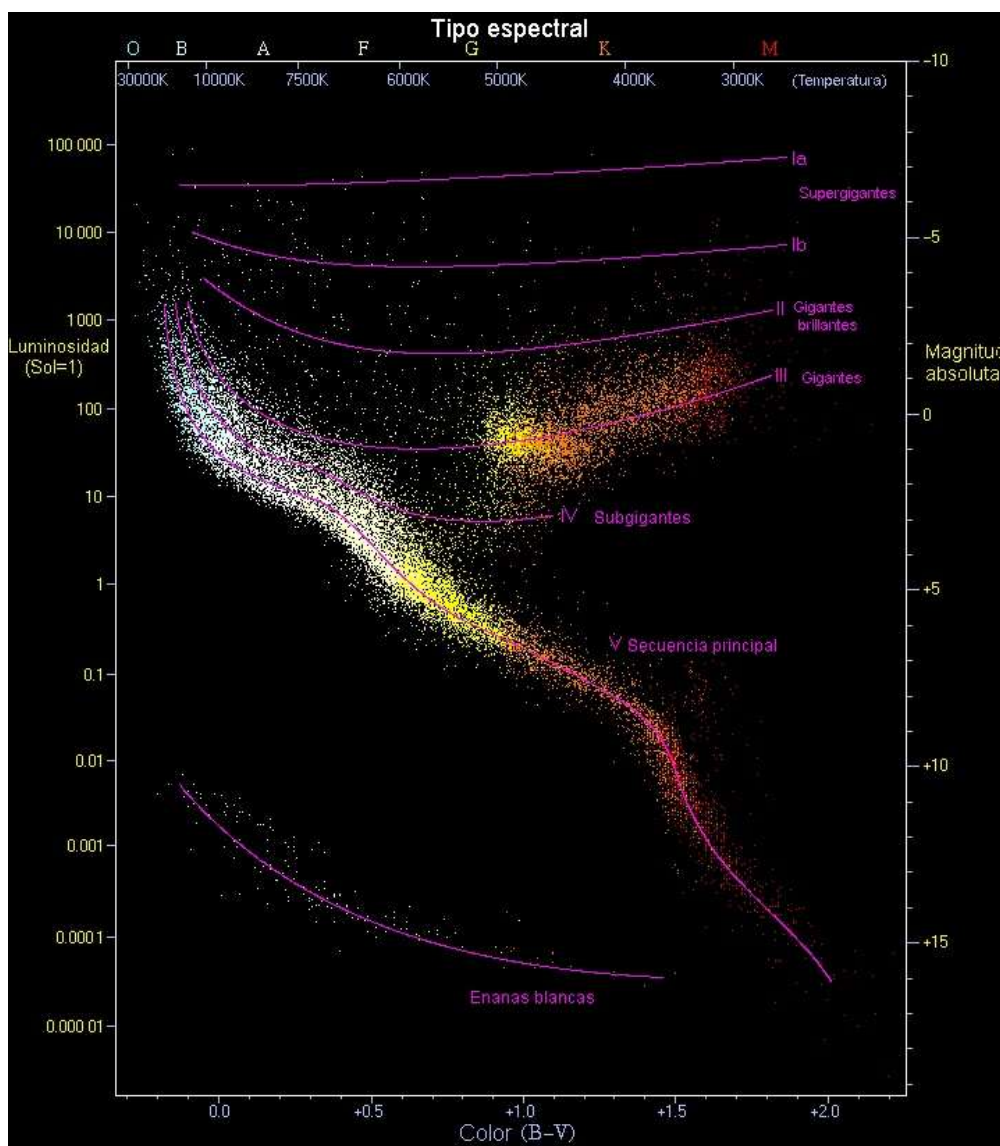


Figura 04: Diagrama de Hertzsprung-Russell. Gráfico que representa la luminosidad (magnitud absoluta) en función del color de las estrellas, desde las estrellas azul-blancas de alta temperatura situadas en el lado izquierdo del diagrama hasta las estrellas rojas de baja temperatura situadas en el lado derecho. Se indican algunas de las ramas más importantes. Fuente: Wikimedia Commons

EL SOL

"La astronomía nos conduce a un suceso único, a un universo creado de la nada"
Arno Allan Penzias (1933-2024), físico y radioastrónomo alemán (nacionalizado estadounidense)

Como ocurre con las demás estrellas, el Sol se formó a partir de enormes masas de gas y polvo, conocidas como "nubes moleculares", nacimiento que en nuestro caso aconteció hace unos 4.650 millones de años. Actualmente se encuentra a mitad de la secuencia principal, en plena madurez, estimándose que le quedan por "vivir" algunos miles de millones de años más de los ya transcurridos desde su origen (unos 5.500 millones de años).

Cuando acabe sus reservas de hidrógeno, se convertirá poco a poco en una estrella gigante roja, situándose por encima y a la derecha de donde se encuentra actualmente en el diagrama HR y aumentando su tamaño enormemente.

Debido a su insuficiente masa, el Sol nunca explotará en forma de supernova, fenómeno reservado para las estrellas de masa superior en ocho veces o más la solar, aunque eso le restará espectacularidad a las fases por las que pasará tras salir de la secuencia principal. Superada su transición como gigante roja, sus capas más externas serán expulsadas del astro para formar a su alrededor una enorme nube de gas (nebulosa planetaria), dejando al Sol "desnudo", mostrando su núcleo en forma de estrella enana blanca y trasladándose a través del diagrama HR hasta la zona inferior izquierda, donde van a morir las estrellas de tipo solar (Figura 05).

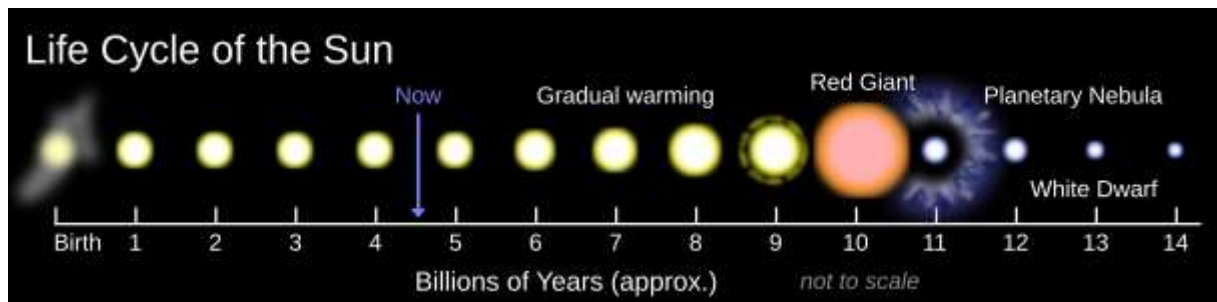


Figura 05: Ciclo de vida del Sol. Fuente: Wikimedia Commons

Sin olvidar en ningún momento que el Sol es una estrella más, aunque con la enorme fortuna para nosotros de tenerla al lado en términos astronómicos, podemos estudiar su estructura y sus características extrapolando los resultados a otras estrellas del mismo tipo, e incluso en términos generales a la mayoría del resto de estrellas.

Una analogía muy utilizada y a la vez intuitiva y fácil de visualizar mentalmente, es la de considerar, en primera instancia, la estructura solar como una cebolla, constituida por capas con ciertas características propias y diferentes de las capas adyacentes.

Si recorremos 695.660 km desde la superficie solar hacia su interior, alcanzaremos su núcleo cuando nos quede un 25% del radio solar para llegar a su centro. Un lugar muy caliente sometido a $15,6 \cdot 10^6$ K y que genera el 99% de la energía del Sol mediante reacciones nucleares de fusión que convierten H en He. La principal, denominada "cadena protón-protón", es la que se produce en mayor medida en estrellas de masa inferior a la solar, y otra menos frecuente, denominada "ciclo CNO" (ciclo carbono-nitrógeno-oxígeno,

o ciclo Bethe-Weizsäcker), que utiliza estos elementos químicos como "catalizadores" para la generación de helio a partir del hidrógeno. Este último mecanismo ocurre en mayor medida en estrellas de masa superior a la del Sol.

Dadas las condiciones físicas del gas denso y caliente, en un cuarto estado de la materia denominado "plasma", que además de los más de 15 millones de grados de temperatura, alcanza una densidad de $151 \text{ g} \cdot \text{cm}^{-3}$ y una presión de $2,33 \cdot 10^{11}$ atmósferas, resulta inevitable la fusión nuclear mencionada de núcleos de hidrógeno que se transforman en helio.

La enorme generación de energía producida durante esas reacciones de fusión nuclear, provoca una presión de radiación hacia el exterior que compensa la tenaz atracción gravitatoria que amenaza permanentemente con un colapso, un aplastamiento sobre sí misma de la estrella, que termina venciendo cuando la estrella ya no es capaz de frenarlo con su generación de energía. Ese equilibrio mantiene al Sol "estable" en la secuencia principal hasta que le "fallan las fuerzas" y termina su vida como una estrella enana blanca y despojándose de sus capas exteriores en forma de nebulosa, entregando al Cosmos su materia para la generación de nuevas estrellas. Para estrellas de masas muy superiores a la solar, su final dará lugar a estrellas de neutrones o agujeros negros, como se verá en posteriores capítulos.

Siguiendo con la analogía de la cebolla, la capa que envuelve al núcleo se denomina "zona radiativa", cuyo nombre se debe a que en esta zona el mecanismo de transporte de energía generalizado es la "radiación". Por encima, y separada de la anterior por una capa denominada "tacoclina", aparece otra "capa de cebolla" denominada "zona convectiva" en la que el mecanismo de transporte es la "convección". Los fotones generados en el núcleo tardan unos 170.000 años en atravesar esas dos capas para alcanzar la parte externa del Sol.

Lo que se corresponde con la considerada "superficie" del Sol es la fotosfera, una capa de unos 400 kilómetros de profundidad situada encima de la zona convectiva, con unas temperaturas que oscilan entre unos 4.400 K en su zona más exterior y unos 6.600 K en su zona interior, es decir, muy inferiores a las del interior solar. En esta capa se desarrollan las manchas solares, y su consideración de "superficie solar" se debe a que es el origen de la mayor parte de la luz que vemos del Sol, porque nuestra estrella es opaca ópticamente por debajo de la fotosfera, razón por la que no podemos observar las zonas interiores directamente.

Si nos referimos a la fotosfera como superficie solar, podemos considerar que las capas más exteriores constituirían lo que podríamos llamar "atmósfera" solar, capas traslúcidas, prácticamente transparentes, denominadas "cromosfera" y "corona".

La primera, con un espesor aproximado de 5.000 kilómetros y formada por gases a baja presión, es el lugar en el que se producen las protuberancias y las espectaculares erupciones de gas. Durante los eclipses totales de Sol se manifiesta como una fina envoltura rojiza alrededor del Sol (Figura 06).



Figura 06: Diagrama del sol. Esta imagen muestra la capa interna, la capa externa y muchas otras capas del sol. En la zona exterior, la energía es transportada por convección, por debajo de esa zona, la energía es transportada por radiación. La energía se produce en el núcleo.
Fuente: Wikimedia Commons

También durante los eclipses solares totales se puede observar la corona solar, una tenue capa de plasma de hidrógeno de baja densidad que puede extenderse hasta millones de kilómetros por encima de la cromosfera hasta el espacio exterior. Su alta temperatura, que puede superar el millón de grados, hace posible la emisión de las partículas constituyentes del "viento solar" que se genera precisamente en esta capa. El origen de esa temperatura tan elevada, sobre todo comparándola con la de la fotosfera, es materia de estudio para los astrofísicos actualmente, sobre todo porque desafía los mecanismos termodinámicos habituales bien conocidos por la física.

Tanto la cromosfera como la corona solamente pueden observarse mediante aparatos o durante los eclipses solares, dado que el brillo generado por sus gases poco densos, o plasma en el caso de la corona, quedan enmascarados por el torrente de luz procedente de la fotosfera.

El Sol genera una notable actividad magnética a la que se vinculan las mencionadas manchas solares de la fotosfera y los intensos fenómenos cromosféricos como las protuberancias y fulguraciones o erupciones, siendo estas últimas descomunales explosiones que se producen con frecuencia en la atmósfera solar (cromosfera), con una producción importante de energía, y que son provocadas por ajustes energéticos locales relacionados con los campos magnéticos solares.

En las fulguraciones se emite una gran cantidad de radiación al espacio. A menudo pueden estar acompañadas de eyecciones de masa coronal, en las que también se emiten

partículas cargadas de la atmósfera solar, es decir, plasma. Parte de este material vuelve a caer al Sol, y eso genera estructuras en forma de arco que se ven en la superficie, mientras que otra parte se pierde en el espacio. La radiación y el plasma emitidos por las fulguraciones y las eyecciones de masa coronal llegan a la Tierra, y aunque contamos con la protección de nuestro propio campo magnético, notamos sus efectos: pueden perjudicar a satélites o aviones a gran altitud, y generan las hermosas auroras boreales o australes que podemos ver cerca de los polos. El campo magnético solar varía con el tiempo, lo que produce ciclos casi periódicos de actividad solar de 11,04 años, que se reflejan en el número de manchas solares visibles en promedio sobre su superficie.

Para el estudio de la estructura del Sol y de las estrellas, los astrónomos han desarrollado en los últimos años un método muy eficaz para verificar y comprobar sus modelos, denominado "heliosismología" para el caso del Sol, y "astrosismología" para el caso del resto de estrellas.

El Sol y las estrellas vibran suavemente en miles de diferentes patrones o modos, y estos fenómenos se pueden observar con instrumentos sensibles y comparar con las propiedades de las vibraciones predichas por los modelos. El Sol es para nosotros quizá la estrella variable pulsante más importante que existe. Las pulsaciones del Sol son demasiado débiles para ser vistas a simple vista, pero un estudio minucioso ha revelado que hay miles de modos de pulsación presentes en el interior del Sol en un momento dado.

Debido a que hay tantos modos visibles en el Sol, los heliosismólogos tienen que ajustar sus modelos con mucha precisión para que coincidan con las pulsaciones observadas. Gracias a ello, conocemos con gran precisión muchos datos importantes sobre el interior del Sol, como la temperatura y la densidad en su centro, y la forma en que la temperatura y la densidad disminuyen desde el centro hacia la superficie, la composición del interior del Sol, tanto en su núcleo, donde el hidrógeno se convierte en helio, como más allá del núcleo, y otros detalles más precisos sobre su estructura, como la distinta velocidad de giro según la profundidad.

LAS ESTRELLAS

"La vía láctea nos es más que una masa innumerable de estrellas unidas en grupos"
Galileo Galilei (1564-1642), padre de la física y de la astronomía modernas

Las estrellas nacen en el seno de enormes nubes moleculares de gas y polvo que se van contrayendo lentamente por efecto de la gravedad, y que al cabo de varias decenas de millones de años alcanzan, en la zona central más densa, las condiciones necesarias para una ignición nuclear de fusión en base al hidrógeno, que es muy mayoritario en la composición de esas nubes de gas.

En ese momento la protoestrella en crecimiento da lugar al nacimiento de una estrella que empieza a brillar y a generar luz y calor, manifestando estas magnitudes físicas con unos tonos de color característicos (Figura 07).

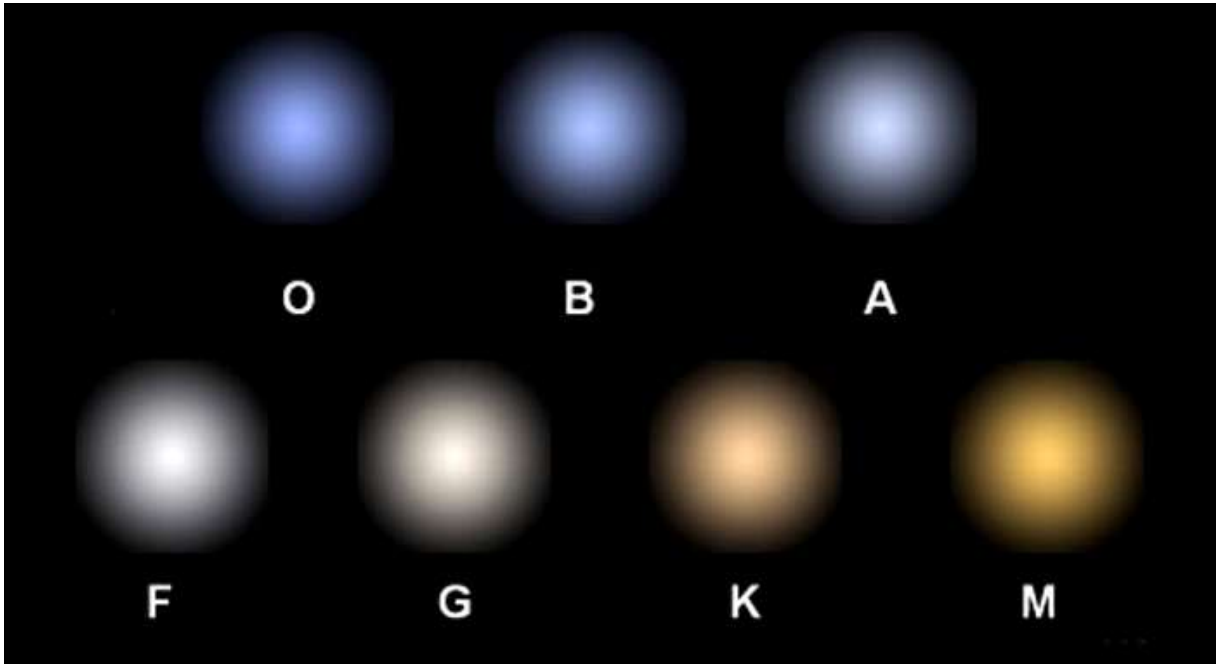


Figura 07: Los colores de las estrellas.

Fuente: <https://telescopioschile.cl/los-colores-de-las-estrellas/>

En este preciso momento (aunque en términos astronómicos hay que tener mucho cuidado con los conceptos temporales), se está observando el nacimiento de estrellas, sobre todo de estrellas masivas, muy luminosas y brillantes, calientes y azuladas, que han nacido hace relativamente poco tiempo, mucho después del origen del Universo. Respecto al asunto temporal no hay que olvidar nunca que la simultaneidad, que es un concepto muy cotidiano en nuestro entorno espacio-temporal, no existe en el Cosmos. Por ejemplo, podemos observar el grandioso complejo molecular en la constelación de Orión y pensar (y decir) "ahora está pasando esto o aquello", pero ese ahora significa que lo que estamos viendo ocurrió hace más de mil quinientos años, y nos estamos refiriendo a objetos cercanos astronómicamente hablando. También es cierto que mil quinientos años es un simple "parpadeo" respecto al tiempo de evolución de una estrella, incluso de las que tienen una "vida" más corta.

Esas nubes de gas son frecuentemente observables al estar iluminadas y reflejar la luz de estrellas jóvenes y brillantes en sus proximidades, como en el cúmulo abierto de las Pléyades. Los lugares en los que se observan en mayor número suelen ser las constelaciones que atraviesa la Vía Láctea (Constelaciones de Orión, Sagitario, Escorpión, Cisne, Águila, Tauro, etc.), pues en esa banda celeste se encuentra el ecuador galáctico y sus brazos, y que por perspectiva aparecen todos en la misma franja.

En esta zona es donde se encuentra el mayor número de nubes moleculares de gas, de estrellas jóvenes y brillantes, "guarderías estelares" y los denominados "Proplyds" (término acuñado del inglés, *-protoplanetary disks-* o discos protoplanetarios), que son los discos de polvo y gas que dan origen a los planetas que formarán parte del sistema planetario de la estrella recién nacida (Figura 08).

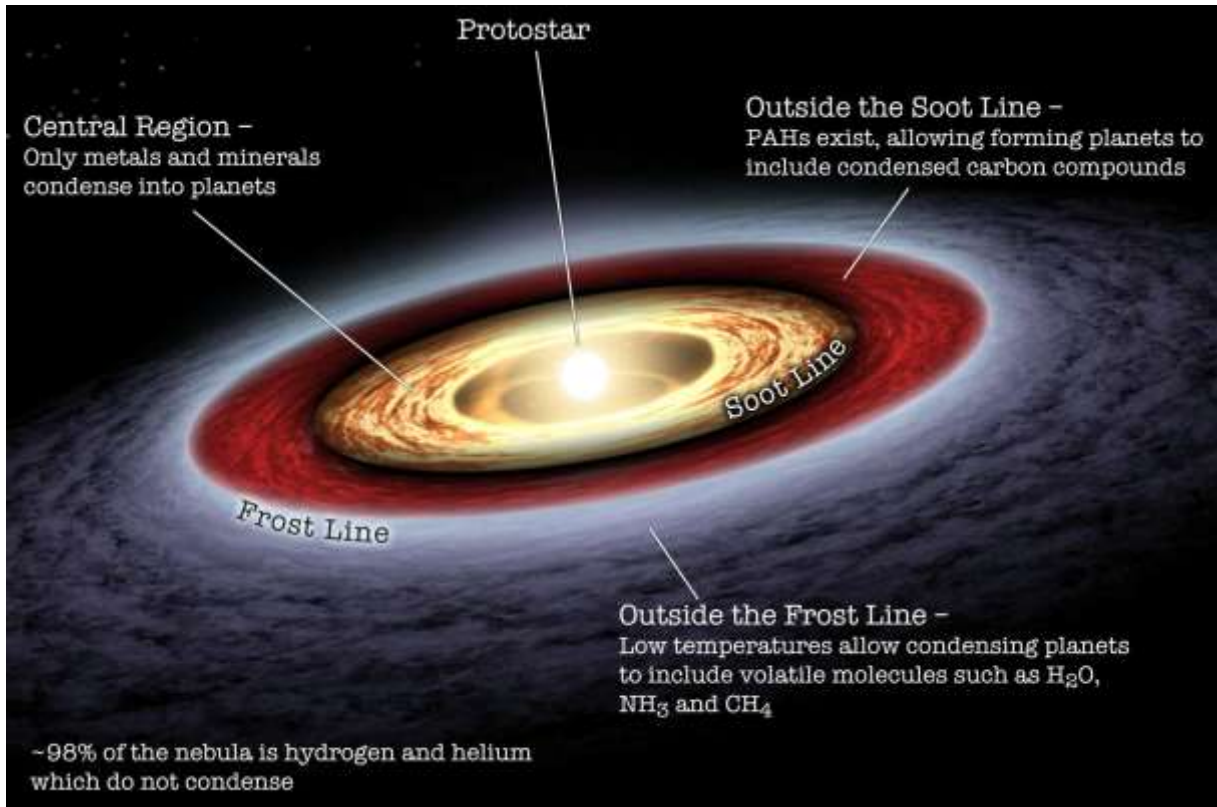


Figura 08: La imagen muestra una joven estrella similar al Sol rodeada por su disco de gas y polvo en el que se están formando planetas. Esta visión general artística sencilla de las principales regiones del disco protoplanetario, delimitadas por las líneas de hollín y escarcha, corresponde a lo observado en la estrella V883 Orionis.

Fuente: Wikimedia Commons (NASA/JPL-Caltech edited by Invader Xan)

Esas gigantescas nebulosas de gas y polvo están compuestas por moléculas y átomos (en ocasiones ionizados) sobre todo de hidrógeno, con algo de helio y vestigios de elementos químicos más pesados. El polvo que acompaña a ese gas son generalmente pequeñas partículas de silicatos y grafito, en muy pequeña proporción respecto al gas pero que desempeñan un papel fundamental para la formación y estabilidad de las moléculas de gas.

Como se ha mencionado anteriormente, cuando el efecto gravitatorio es localmente mayor que el efecto dispersante turbulento del gas, se inicia una contracción imparabable que suele resultar acelerada por una onda de choque de alguna posible estrella supernova cercana o por la presión de radiación de alguna estrella masiva cercana.

El principal efecto de dicha contracción gravitatoria es la generación de calor, que en parte se irradia hacia el exterior y en parte calienta la nube. Cuando en el centro de la nube se alcanza el millón de grados comienzan las reacciones nucleares de fusión, dando lugar al nacimiento "oficial" de la estrella.

Recién nacida, comienza su larga "vida" en la secuencia principal durante un tiempo que se puede estimar entre algunos pocos millones de años para estrellas muy masivas, hasta más de cien mil millones de años para estrellas de poca masa, pasando por entre nueve y diez mil millones de años para estrellas de masa similar a la de nuestro Sol.

Las estrellas de la secuencia principal cambian aparentemente muy poco a lo largo de este periodo de su vida, aunque en su interior se producen muchos cambios importantes. El núcleo convierte lentamente los átomos de hidrógeno en átomos de helio y libera energía en el proceso. Los cambios en la composición, aumentando el contenido de helio y disminuyendo el de hidrógeno, introducen sutiles cambios en la estructura con el tiempo, lo que también modifica la temperatura de la estrella y la cantidad de luz que emite (su "luminosidad") (Figura 09).

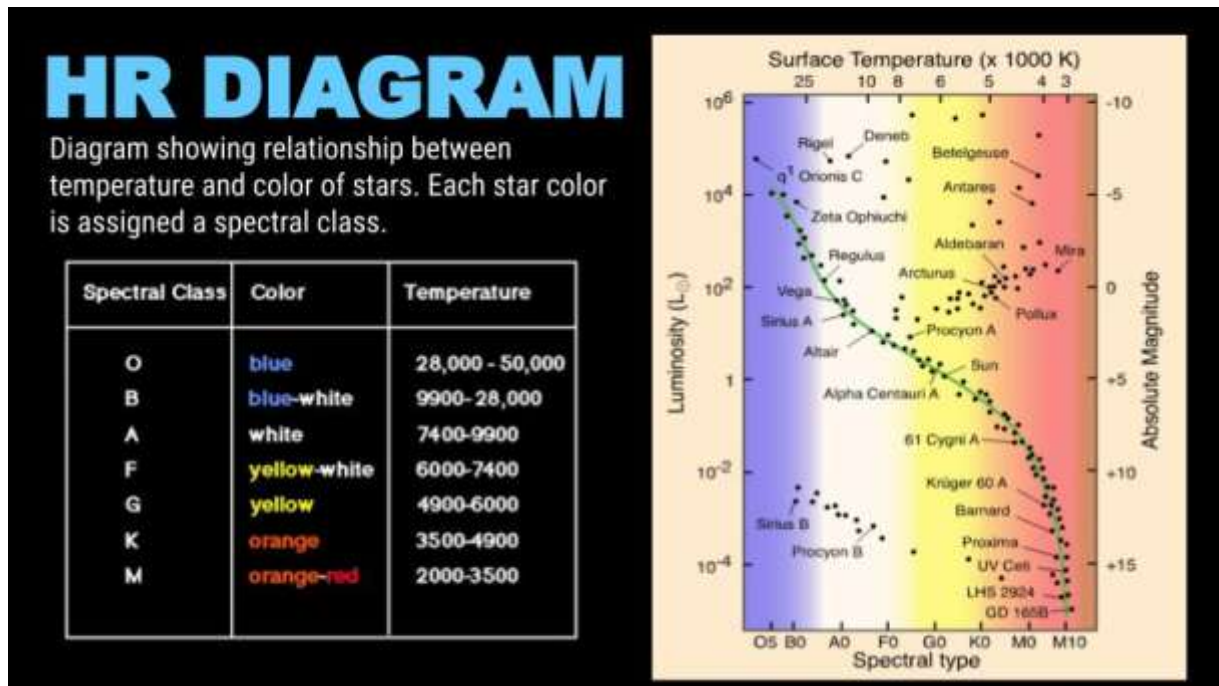


Figura 09: El eje horizontal mide la temperatura superficial de la estrella en grados Kelvin. Las estrellas que se encuentran a la derecha tienen una temperatura de 3000 Kelvin y son mucho más frías y rojizas que las estrellas de la izquierda. Este diagrama llega hasta los 25 000 Kelvin, pero la temperatura superficial de una estrella puede superar esa cifra. El eje vertical de la izquierda mide la luminosidad. Esta escala de luminosidad se mide utilizando el Sol, nuestra estrella, como referencia. Así, una luminosidad de 1 es igual a un Sol. La magnitud absoluta, medida por el eje vertical de la derecha, es otra forma descriptiva de medir el brillo. La magnitud absoluta es el brillo de una estrella teniendo en cuenta su distancia. El eje inferior identifica el tipo espectral o clase espectral y es otra forma de describir el color y la temperatura de una estrella. Las diferentes letras representan diferentes colores y rangos de temperatura. Un recurso mnemotécnico común que se puede utilizar en inglés para recordar la clase espectral es: "Oh Be A Fine Girl/Guy Kiss Me". Fuente: <https://www.learnthesky.com/blog/HR-Diagram>

Pero nos encontramos con dos grandes problemas a la hora de estudiar y comprender estos cambios, uno es el enorme lapso de tiempo que tardan en hacerse evidentes (cientos de millones de años), y el segundo es que se producen en el interior de la estrella, donde quedan ocultos a nuestros ojos. Por lo tanto, tenemos que aplicar las leyes de la física para concluir los mecanismos que se desarrollan en el interior de la estrella de tal manera que se correspondan con lo que observamos desde el exterior. Por ejemplo, cuando los físicos de principios del siglo XX comprendieron que los átomos podían fusionarse para formar otros átomos y liberar energía en el proceso, ese conocimiento se aplicó a las estrellas para explicar por qué brillan y cuánto tiempo viven, superando las hipótesis anteriores basadas en la combustión química y en el calor generado por la contracción del astro.

Pero hay muchas cosas complejas que suceden dentro de las estrellas, y podríamos aprender mucho sobre ellas si pudiéramos de alguna manera entrar en ellas, de manera similar a la que los geólogos pueden estudiar el interior profundo de la Tierra, es decir, registrando, analizando y estudiando sus vibraciones. Ya se ha mencionado que la rama de la astrofísica que se dedica a esta tarea se denomina astrosismología. En las estrellas, las ondas sonoras y gravitacionales pueden propagarse por el interior de forma similar a como las vibraciones de un terremoto viajan por la Tierra. En algunas estrellas, podemos medir estas vibraciones observando cómo cambia el brillo de diferentes partes de la superficie de la estrella a lo largo del tiempo. Las vibraciones de la superficie de la estrella se denominan pulsaciones, y podemos medir las propiedades de estas pulsaciones para obtener información sobre las condiciones del interior de la estrella.

En muchas estrellas, incluido nuestro propio Sol, se producen muchas vibraciones diferentes al mismo tiempo; cada frecuencia de vibración se denomina modo de pulsación (se puede pensar en un "modo" como una nota en el teclado de un piano, las diferentes notas son diferentes modos). Si podemos combinar la información sobre cada uno de estos diferentes modos en un único modelo que los explique todos, entonces este modelo nos puede decir mucho sobre el interior de la estrella.

El estudio del Sol y de su carácter variable nos ha ayudado mucho a comprender la vida de las estrellas, en tanto que el Sol es una de ellas, aunque con una edad y una masa concreta, a veces muy distintas de la de otras estrellas. Para poder seguir aplicando los procedimientos de la astrosismología más allá de nuestra estrella sólo nos queda buscar otras estrellas pulsantes cercanas, como δ scuti, cuyos modos de pulsación tienen grandes amplitudes fáciles de detectar. Este tipo de estrellas de la secuencia principal, que suelen tener unas masas algo superiores a las del Sol ($1,5 < M < 3$) son muy útiles a la hora de construir modelos que nos muestran sus estructuras internas.

El Cosmos tiene un tamaño que nos cuesta imaginar, las estrellas y las galaxias están muy lejos, y muchos cambios se producen en escalas de tiempo mucho más largas de lo que podemos ver. La mayoría de los objetos del cielo (estrellas, nebulosas y galaxias) no parecen cambiar en absoluto a lo largo de la vida de un ser humano, y este aparente carácter inmutable del Universo queda al descubierto cuando estudiamos las estrellas variables, cuyos ritmos (desde milisegundos hasta cientos de años) tienen un carácter temporal que podemos analizar con detalle y su estudio puede decirnos mucho sobre su evolución, tanto como de los mecanismos físicos que provocan su variabilidad.

Hoy sabemos que las estrellas experimentan profundos cambios con el tiempo, mucho tiempo desde luego a escala humana. Resumiendo mucho, nacen en el seno de grandes nebulosas de gas y polvo interestelar, brillan con luz propia generada a través de la fusión nuclear del hidrógeno en sus núcleos, y, finalmente, una vez agotado dicho hidrógeno, mueren, devolviendo parte de su masa al espacio que formará parte de esas nubes de gas y polvo que darán lugar a nuevas generaciones de estrellas, comenzando el proceso de nuevo. A este respecto hay que señalar que el Sol es una estrella de tercera generación.

Antes de entrar en la secuencia principal, las estrellas muy jóvenes ya presentan unas características que dependen básicamente de su masa. Estas estrellas de presecuencia principal, o estrellas PMS ("pre-main sequence star"), se clasifican como estrellas "T Tauri" cuando aparecen cercanas a nubes moleculares o estrellas "FU Orionis" cuando presentan notables cambios de luminosidad y tipo espectral. Cuando la masa de la protoestrella es

sensiblemente mayor que la masa del Sol ($2 < M < 8$) pasa a formar parte de las denominadas estrellas "Herbig Ae/Be", jóvenes blanco azuladas o azules, inmersas en nubes de gas y polvo, presentando con frecuencia un disco circunestelar a su alrededor (Figura 10).

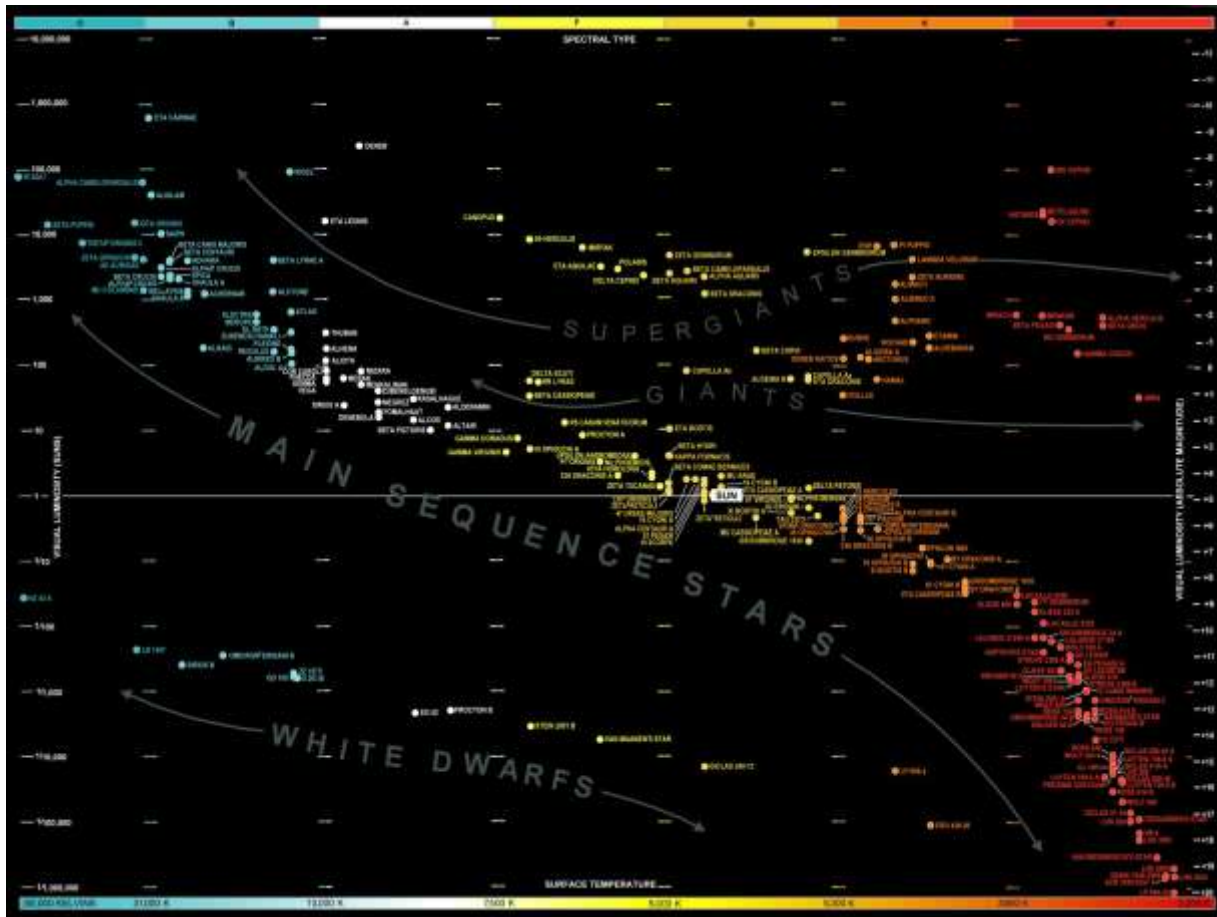


Figura 10: El diagrama HR no está poblado aleatoriamente, sino que las estrellas se distribuyen preferentemente en determinadas regiones. La mayoría de ellas ocupan una franja llamada secuencia principal. Esto solo refleja el hecho de que todas las estrellas pasan la mayor parte de su tiempo quemando combustible de hidrógeno con una luminosidad y una temperatura superficial constantes. Fuente: <https://universe-review.ca/F08-star05.htm>

Las estrellas "T Tauri" que en un primer momento no parecen diferenciarse mucho de las estrellas de la secuencia principal, tras un análisis algo más minucioso presentan algunas características singulares: alta variabilidad, menor brillo del esperado para estrellas de su tamaño y color, se sitúan cerca de nebulosas de gas y polvo, y muestran líneas de emisión en sus espectros.

Su carácter de estrella en fase de formación, se descubrió unos 20 años después de catalogarse como un tipo especial de estrella, lo mismo que el origen de su variabilidad. Hoy se sabe que al caer gradualmente la nube de gas y polvo que rodea a la estrella, parte de su energía potencial gravitatoria se convierte en energía cinética, que mediante mecanismos de fricción, en el seno de ese gas viscoso, acaban generando calor y provocando un aumento en el brillo de la estrella.

Respecto a los otros tipos mencionados, que recibieron su nombre de objetos localizados en la constelación de Orión, puede decirse que las estrellas FU Orionis (FUOR) presentan

grandes cambios en su brillo y durante mucho tiempo, pudiendo aumentar su brillo en factores de más de 100, volviendo posteriormente a su brillo "original" en un proceso progresivo que puede durar años o décadas.

De forma similar al caso de las estrellas "T Tauri" mencionado anteriormente, se cree que el origen de las explosiones en las estrellas "FUOR" es la rápida acreción de material circunestelar que da lugar a una espectacular liberación de energía en forma de luz y calor.

En cambio, para las estrellas UX Orionis (UXOR) que pertenecen al grupo "Herbig Ae/Be", su variabilidad en el brillo se produce en escalas de tiempo muy cortas, dando lugar, además, a una disminución de su luminosidad.

Parece que la causa de esa disminución en el brillo de la estrella es la presencia de "grumos", o grandes acumulaciones de mayor densidad, en el disco circunestelar, que opacan parcialmente el brillo de la estrella si se observa su zona ecuatorial con el disco "de canto".

Tras el convulso nacimiento de las estrellas a partir del colapso del gas y polvo interestelar, que puede tardar entre unos pocos millones de años y algunas decenas de millones de años, según la masa de la nube en contracción, la estrella pasa a la secuencia principal en la que transcurre la mayor parte de su vida de forma estable.

Cuando la fusión de hidrógeno en helio empieza a dar muestras de agotamiento y la fuerza gravitatoria comienza a amenazar su estabilidad, la estrella sale de esa "zona de confort estelar" para desplazarse hacia la zona derecha del diagrama HR, y saltar por encima de la secuencia principal hasta la zona inferior izquierda, para según su masa inicial terminar sus días como estrella enana blanca, estrella de neutrones o agujero negro, o sencillamente permanecer en el extremo inferior derecho de la secuencia principal como estrella enana roja (Figura 11).

Es interesante mencionar algunas zonas significativas dentro del diagrama HR, sobre todo para mostrar las fases más significativas de las últimas etapas de la evolución estelar según su masa y posición en la secuencia principal.

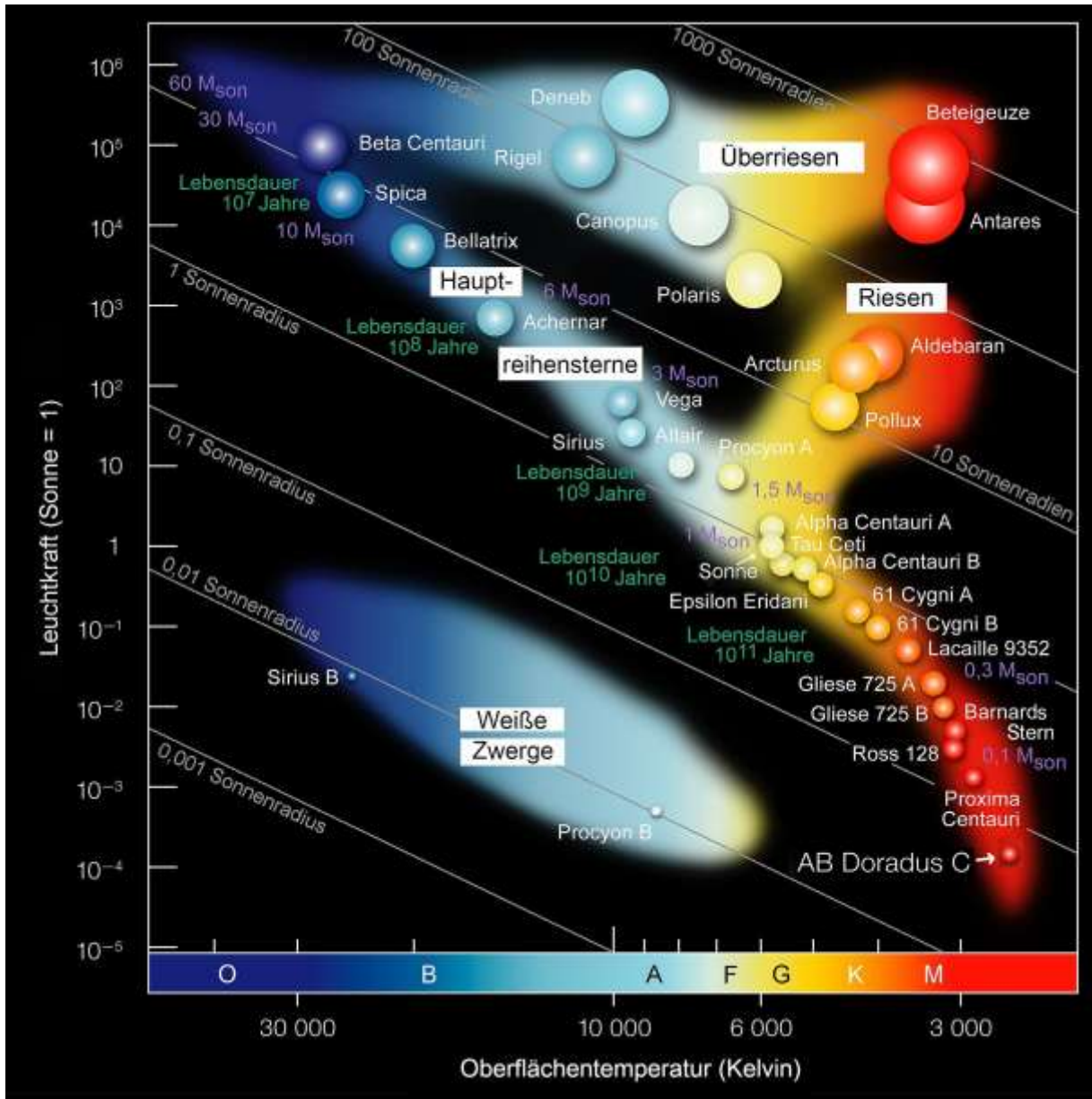


Figura 11: La posición de una estrella en el diagrama HR proporciona información sobre su etapa actual y su masa. Las estrellas que queman hidrógeno para convertirlo en helio se encuentran en la rama diagonal, la llamada secuencia principal. Las enanas rojas como AB Doradus C se encuentran en la esquina fría y tenue. AB Dor C tiene una temperatura de unos 3000 grados y una luminosidad que es el 0,2 % de la del Sol. Cuando una estrella agota todo el hidrógeno, abandona la secuencia principal y se convierte en una gigante roja o una supergigante, dependiendo de su masa (AB Doradus C nunca abandonará la secuencia principal, ya que quema muy poco hidrógeno). Las estrellas con la masa del Sol que han quemado todo su combustible evolucionan finalmente hasta convertirse en enanas blancas (esquina inferior izquierda). Crédito: ESO

En la parte superior del diagrama HR puede observarse que las estrellas más masivas salen de la secuencia principal horizontalmente hacia la derecha, manteniendo su brillo y disminuyendo su temperatura superficial y color. Dependiendo de su masa original y de su "metalicidad" (que es como llaman los astrofísicos a los núcleos atómicos más pesados que el helio, nada que ver con el concepto químico de "metal"), este tipo de estrellas pueden pasar por diferentes fases como el de estrella supergigante azul (SGAz), estrella variable azul (VLA) o estrella del tipo Wolf-Rayet (WR).

Para el caso de estrellas no tan masivas, pero aún así mucho mayores que el Sol, con alrededor de 15 masas solares, también abandonan la secuencia principal horizontalmente hacia la derecha del diagrama HR, pasando por las fases de supergigante azul (SGAz), supergigante amarilla (SGAm) y finalmente como estrella supergigante roja (SGR).

En el caso de estrellas con masas entre la mitad de la solar y hasta unas 10 veces mayor, la trayectoria seguida en su parte evolutiva final sigue también una línea aproximadamente horizontal desde la secuencia principal, manteniendo su brillo, en la denominada "rama horizontal" (o HB, del inglés "Horizontal Branch"). Como se puede observar en el diagrama HR, las estrellas de la rama horizontal con mayor temperatura se encuentran próximas a la secuencia principal, mientras que las más frías se aproximan a la rama de las gigantes rojas que queda más hacia la derecha aún en el diagrama HR. La magnitud absoluta (concepto que se explicará al final de este apartado) de este tipo de estrellas se sitúa entre la 0 y la -2 o en términos de luminosidad unas 50 veces mayor.

Al agotarse el hidrógeno en el núcleo de las estrellas de este tamaño, se produce una contracción y un aumento de temperatura, al mismo tiempo que las capas más exteriores de la estrella se expanden y enfrían, dando lugar a la fase de estrella gigante roja, que en el diagrama HR se representa en una trayectoria denominada "rama asintótica gigante" (o AGB, del inglés "asymptotic giant branch").

Durante las fases tempranas de la "rama asintótica gigante" se producen unos ajustes violentos en las reacciones nucleares dada la distribución heterogénea de elementos en esas zonas centrales de la estrella. Alrededor del núcleo compuesto ahora por materia degenerada (carbono y oxígeno) entra en ignición el helio situado en una capa alrededor del mismo, dando lugar a un enfriamiento y expansión de las capas externas. La estrella ahora engulle a los posibles planetas cercanos que la orbiten, y cuando la fusión de ese helio que rodea al núcleo se agota, comienza un nuevo proceso de fusión de hidrógeno en capas intermedias por encima del núcleo y de la capa de helio agotada. Cuando esta capa acumula suficiente helio, resultado de la fusión del hidrógeno, comienza una fase súbita y explosiva de fusión de helio conocida como "flash de helio" que se repite varias veces durante la evolución final de la estrella.

Estos periodos explosivos fulgurantes de corta duración (en términos astronómicos) alteran significativamente la estabilidad de la estrella moribunda, haciendo que el material pesado aflore hasta la superficie.

En la rama asintótica gigante del diagrama HR suelen encontrarse estrellas variables de periodo largo, como es el caso de la estrella "Mira" (o Ceti) situada en la constelación de la Ballena, que da nombre a este tipo de estrellas variables. Estas estrellas pierden gran cantidad de masa (hasta el 50%) mientras permanecen en esta rama (RAG), enriqueciendo el medio interestelar del que posteriormente se volverán a crear estrellas. Los vientos estelares a través de los cuales estas estrellas arrojan tal cantidad de masa, suelen producir máseres de SiO, H₂O y OH. Al final del proceso, con tanta pérdida de masa de las capas más exteriores, la estrella se queda "desnuda", mostrando su zona interior más caliente con alta presencia de carbono y oxígeno, e incluso si tienen masa suficiente también de neón. El resultado será una nebulosa planetaria iluminada por la radiación ultravioleta de la estrella cuyo núcleo se mostrará como una estrella enana blanca en el centro de la nebulosa.

Las estrellas de menor masa, como el Sol, no son capaces de permanecer mucho tiempo en la RAG dado que no son capaces de alcanzar las presiones y temperaturas necesarias en su interior para que los núcleos atómicos más pesados, como el carbono y el oxígeno, puedan iniciar reacciones nucleares de fusión. Las que tienen mayor masa consiguen, sin embargo, iniciar estas reacciones que dan lugar a elementos más pesados (Figura 12).

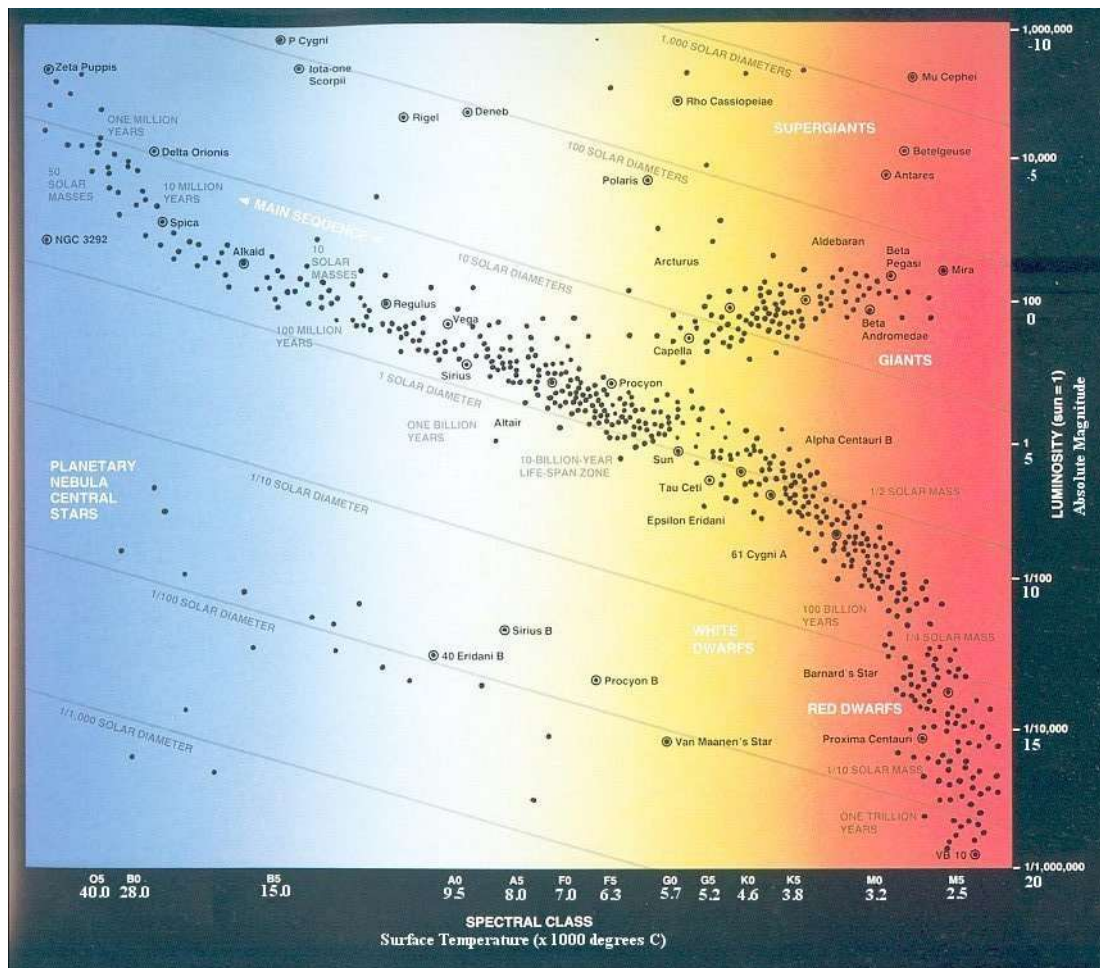


Figura 12: El diagrama de Hertzsprung-Russell se introdujo para trazar un punto que representara una estrella con determinados valores de luminosidad y temperatura superficial. Hay estrellas variables, que cambian su brillo, color, espectro y otras características en un orden de horas a unos pocos cientos de días. Aparecen como un fenómeno transitorio en el diagrama HR.
Fuente: <https://universe-review.ca/F08-star05.htm>

En lo relativo al brillo de las estrellas hay que señalar que en astronomía se utiliza el término "magnitud". En la antigua Grecia clásica, el sabio astrónomo y matemático Hiparco de Nicea elaboró un catálogo estelar con cerca de 1000 estrellas, que agrupó, según su brillo, en seis categorías. Las más brillantes, que eran las primeras en aparecer después del ocaso solar y las últimas que desaparecían al amanecer, fueron denominadas como de primer tamaño o magnitud, y las estrellas menos brillantes, visibles solo con oscuridad total, se denominaron como de sexta magnitud. El resto tenía magnitudes intermedias que correspondían desde la segunda hasta la quinta.

Las primeras mediciones fotométricas (realizadas, por ejemplo, utilizando una luz para proyectar una "estrella" artificial en el campo de visión de un telescopio y ajustándola pa-

ra que coincidiera en brillo con las estrellas reales) demostraron que las estrellas de primera magnitud son unas 100 veces más brillantes que las de sexta magnitud.

Así, en 1856, Norman Pogson de Oxford, propuso que una escala logarítmica de $\sqrt[5]{100} \approx 2,512$ se adoptara entre magnitudes, de modo que cinco pasos de magnitud correspondieran precisamente a un factor de 100 en brillo. Cada intervalo de una magnitud equivale a una variación de brillo de $\sqrt[5]{100}$ o aproximadamente 2,512 veces. En consecuencia, una estrella de magnitud 1 es unas 2,5 veces más brillante que una estrella de magnitud 2, unas $2,5^2$ veces más brillante que una estrella de magnitud 3, unas $2,5^3$ veces más brillante que una estrella de magnitud 4, y así sucesivamente.

De esta manera, con este sistema utilizado actualmente (con algunas pequeñas variaciones), que conviene recordar no mide el tamaño aparente de las estrellas sino su brillo, se da la circunstancia de que existen objetos celestes como planetas, el Sol, la Luna, y también muchas estrellas, que son más brillantes que las estrellas de primera magnitud. También es importante señalar que en el sistema de magnitudes estelares cuanto mayor es el número, menor es el brillo, como por ejemplo el caso de Sirio, la estrella más brillante del firmamento, que tiene una magnitud de -1,44. Otras estrellas muy brillantes también tienen una magnitud inferior a 1 (o sea, más brillantes que las de primera magnitud) como los casos de Vega con magnitud 0,03 o Rigel con magnitud 0,18. El Sol con una magnitud -27, la Luna con -12, Venus, que puede llegar casi a -5, y resto de planetas hasta Saturno (Mercurio, Marte, Júpiter y Saturno), que pueden llegar a tener magnitudes negativas, son ejemplos de objetos que brillan más que las estrellas de primera magnitud. En el lado opuesto los grandes telescopios modernos con espejos segmentados de 10 metros pueden detectar objetos de magnitud +27, aunque los nuevos telescopios gigantes y los observatorios espaciales (Hubble y James Webb) pueden superar la magnitud +30.

Hay que destacar el uso del término "magnitud absoluta" que se refiere a la magnitud aparente de un objeto al ser colocado a 10 pársec de distancia (32,6 años-luz), que mostraría su verdadero brillo intrínseco.

FUSIÓN NUCLEAR

"Sí, el universo tuvo un principio y sí, este continúa evolucionando. Y sí, cada uno de los átomos de nuestro cuerpo salió del Big Bang en esos hornos termonucleares de gran masa a los que llamamos estrellas.

No estamos simplemente en el universo, somos parte de él. Podríamos decir que somos la capacidad que tiene de conocerse a sí mismo, y apenas estamos empezando"
Neil deGrasse Tyson, astrofísico, investigador, escritor y divulgador científico

Durante siglos los científicos, filósofos y pensadores prestaron atención al Sol buscando una explicación a su fuente de luz y calor. En un primer momento se relacionó con lo que se conocía, es decir, con la combustión química de sustancias como el petróleo o el gas.

Posteriormente el conocimiento científico fue arrojando luz sobre los fenómenos naturales, y el desarrollo de la ciencia sentaba unas bases sólidas sobre materias como la gra-

vedad universal, la termodinámica, los procesos químicos y todas las disciplinas que fueron conformando el cuerpo de conocimiento de la física, la química y las matemáticas. Las aproximaciones al verdadero origen de la energía que emanaba del Sol terminaron concluyendo a principios del siglo XX que dicho origen era la energía nuclear.

Cuando a finales del siglo XIX se estimó con bastante precisión la potencia emitida por el Sol (Potencia emitida = $3,828 \cdot 10^{26} \text{ W} = 3,828 \cdot 10^{33} \text{ erg} \cdot \text{s}^{-1}$) no se conocía la energía nuclear, y con los conocimientos de termodinámica de la época se concluyó que el Sol no podría emitir dicha potencia más allá de algunos miles de años. Esa estimación parecía coincidir con la supuesta edad de la Tierra y del Universo en esos momentos, y que además coincidía con lo que mencionaba la Biblia.

Esa confortable coincidencia se veía amenazada, sin embargo, por la Ley de la Gravitación Universal de Isaac Newton, que aumentaba la esperanza de vida del Sol hasta algunas decenas de millones de años mediante la lenta contracción del Sol que convertiría la energía potencial gravitatoria en calor y radiación (luz). Otra amenaza importante para las primeras estimaciones era el sólido desarrollo en los estudios geológicos y biológicos que apuntaban claramente que la edad de la Tierra, y por consiguiente del Sol, era muchísimo más alta de lo que se suponía.

Con el descubrimiento de la radiactividad a finales del siglo XIX se produjo un salto cualitativo muy importante, seguido por los grandes avances en la investigación de las reacciones nucleares de fisión y de fusión en los primeros años del siglo XX.

Todas las piezas del rompecabezas empezaron a encajar, el hidrógeno, claramente mayoritario en el Universo, en el Sol y en las estrellas, era también el elemento químico ideal para la generación de energía mediante reacciones nucleares de fusión.

Durante la primera mitad del siglo XX se establecieron las bases para el desarrollo de sólidas teorías sobre las reacciones nucleares en el seno de las estrellas y la formación de los elementos químicos.

En el año 1939 el prestigioso físico alemán Hans Bethe publicó un trabajo sobre la producción de energía en las estrellas ("Energy Production in Stars") por el que recibiría años después el premio Nobel de Física, y que supuso una referencia obligada en la materia, estableciendo los mecanismos básicos de fusión de hidrógeno en el interior de las estrellas y del Sol (Figura 13).

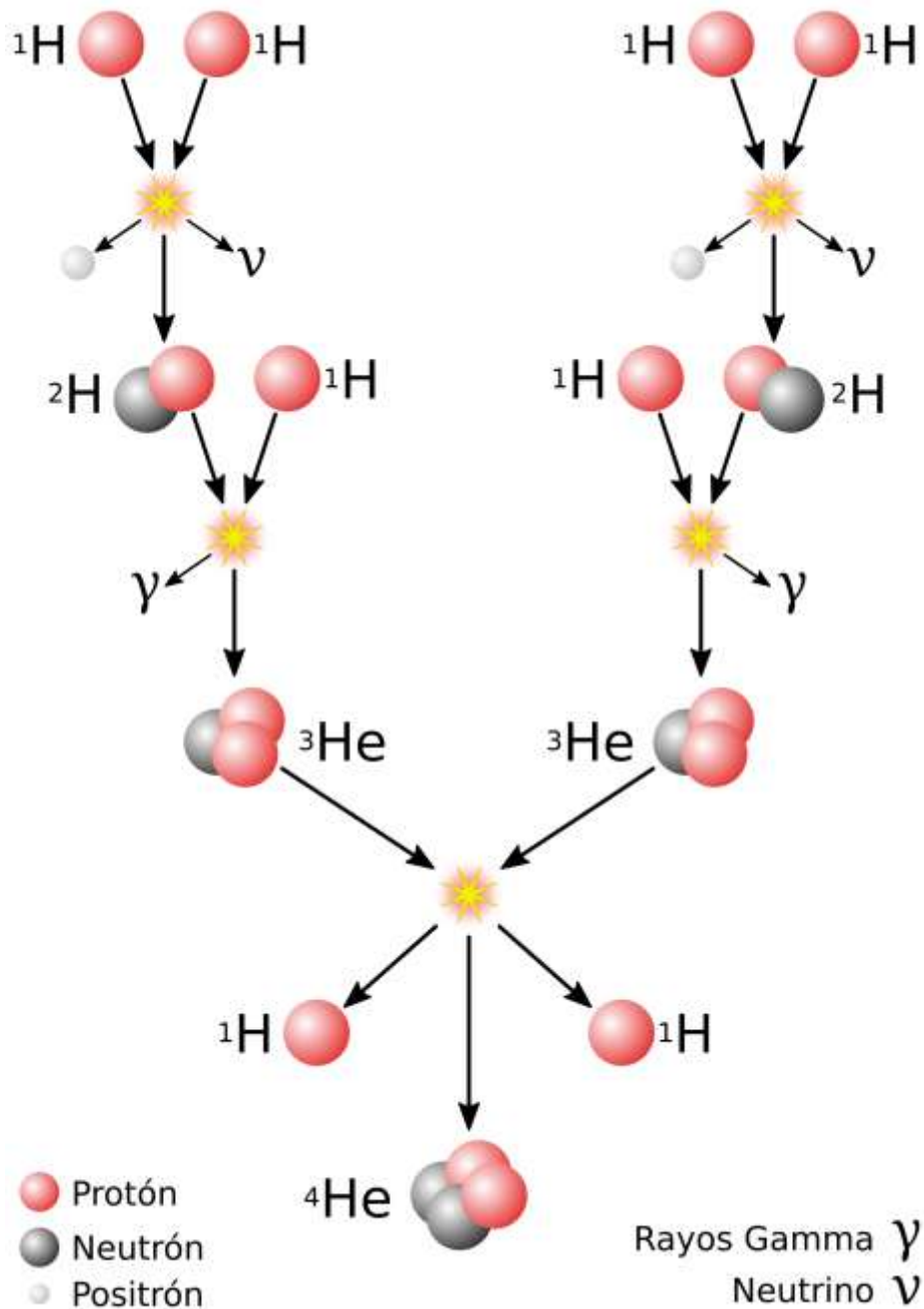


Figura 13: La cadena de reacciones nucleares protón-protón por la cual el hidrógeno se fusiona en helio en el Sol y otras estrellas de baja masa. Dos protones se fusionan para formar deuterio. Otro protón se une al deuterio (${}^2\text{H}$) para formar helio-3 (${}^3\text{He}$). Los núcleos de helio-3 (${}^3\text{He}$), se fusionan para producir núcleos de helio-4 (${}^4\text{He}$), el isótopo normal de helio. Fuente: Wikimedia Commons

Bethe propuso dos tipos de reacciones nucleares de fusión que convierten el hidrógeno en helio en el interior de las estrellas. El primer proceso, denominado "cadenas protón-protón", que es el más frecuente en las estrellas de masa similar a la solar o menor, tiene lugar cuando cuatro protones, o lo que es lo mismo, cuatro núcleos de hidrógeno, se unen dando lugar a un núcleo de ${}^4\text{He}$ y liberando grandes cantidades de energía en forma de rayos gamma, neutrinos y positrones. El segundo mecanismo, más frecuente en estre-

llas masivas, es el denominado "ciclo CNO", que también descubrió de manera independiente y simultánea el físico alemán Carl Friedrich von Weizsäcker, por lo que también se le conoce como "ciclo Bethe-Weizsäcker". Al igual que en el proceso anterior, cuatro núcleos de hidrógeno se transforman en uno de ${}^4\text{He}$, utilizando en este caso a modo de catalizadores los núcleos de carbono, nitrógeno y oxígeno (Figuras 14, 15 y 16).

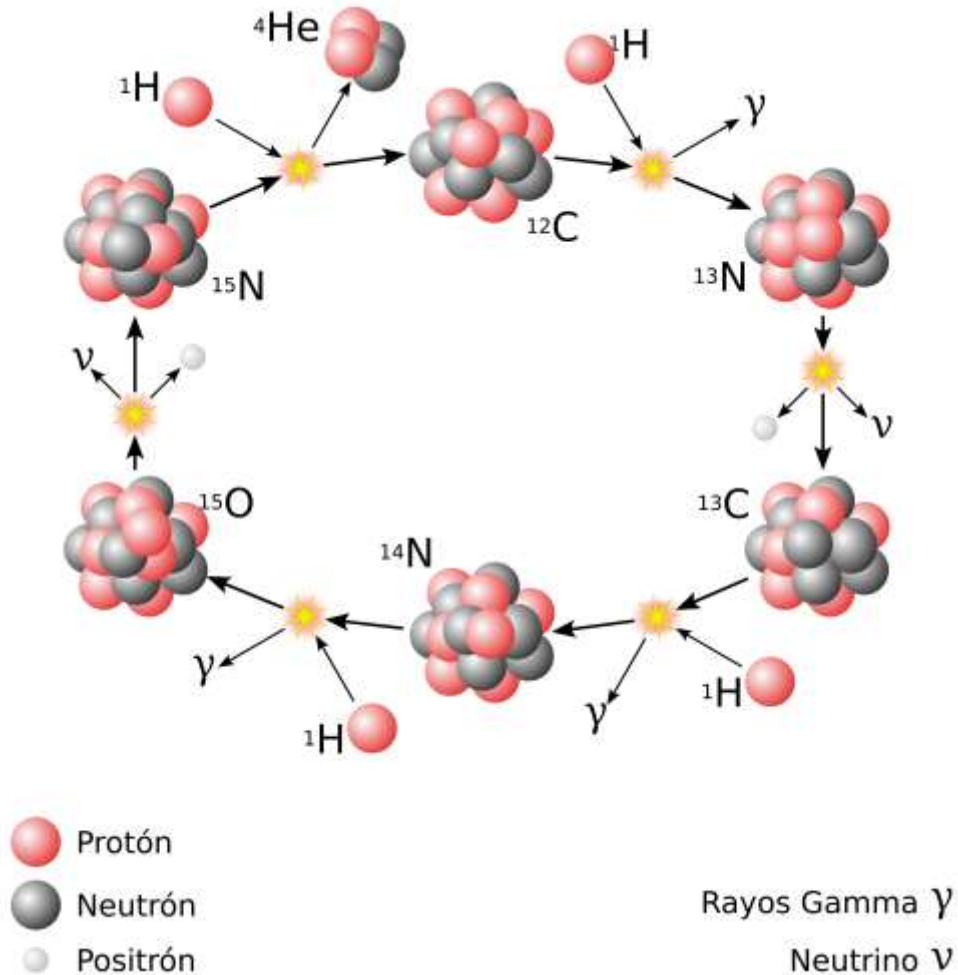
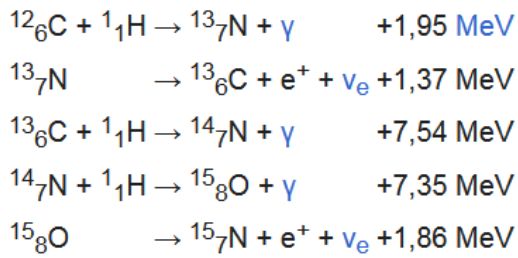


Figura 14: En las estrellas masivas, el hidrógeno se transforma en helio a través de una serie diferente de pasos llamados ciclo CNO, en el cual el carbono-12 se utiliza como catalizador. Aunque el número total de núcleos "catalíticos" del CNO se conserva durante el ciclo, durante la evolución estelar se alteran las proporciones relativas de los núcleos. Cuando el ciclo llega al equilibrio, la proporción de núcleos de ${}^{12}\text{C}/{}^{13}\text{C}$ llega a 3,5 y el ${}^{14}\text{N}$ se convierte en el núcleo más numeroso, sin importar la composición inicial. Fuente: Wikimedia Commons

Las reacciones del ciclo CNO son:¹



Rama 1 (99,96 % de todas las reacciones):

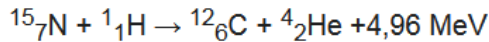


Figura 15: El resultado neto del ciclo es la fusión de cuatro protones en una partícula alfa (núcleo de ${}^4_2\text{He}$) y dos positrones y dos neutrinos, liberando energía en forma de rayos gamma. Los núcleos de carbono, oxígeno y nitrógeno sirven como catalizadores y se regeneran en el proceso. Fuente: https://es.wikipedia.org/wiki/Ciclo_CNO

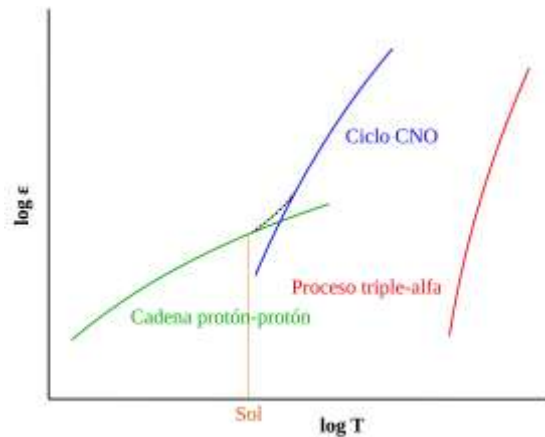


Figura 16: Este gráfico muestra la tasa de generación de energía nuclear (ϵ) en escala logarítmica para una estrella de secuencia principal en función de la temperatura (T). La curva verde muestra el ciclo protón-protón, el azul es el ciclo CNO y el rojo es el proceso triple-alfa. La línea vertical marrón representa la temperatura central del Sol, demostrando que la cadena P-P es la principal fuente de generación de energía. La línea discontinua que une la curva P-P al ciclo CNO representa la tasa neta de generación de energía de los ciclos combinados de combustión de hidrógeno nuclear. La pendiente de las curvas muestra la mayor sensibilidad a la temperatura del ciclo CNO y proceso triple-alfa. Para la temperatura del núcleo solar, el proceso más eficiente es el P-P. Fuente: Wikimedia Commons

Fred Hoyle, otro reconocido astrofísico, prestigioso y controvertido al mismo tiempo, padre del conocido término "Big Bang", y que postuló una teoría alternativa a la teoría de la Gran Explosión que lleva ese nombre, denominada "Teoría de Estado Estacionario", que defendió junto al astrofísico Thomas Gold y al cosmólogo, matemático y físico Hermann Bondi, también desarrolló una teoría sobre la nucleosíntesis en el interior de las estrellas, en el año 1946 (Figuras 17, 18 y 19).

Con objeto de mejorar y ampliar esa teoría, Fred Hoyle constituyó en 1957 un grupo formado por Margaret y Geoffrey Burbidge, William Alfred Fowler, y por el propio Fred Hoyle, siendo los autores de un artículo en el que explicaban sus conclusiones, conocido como "B²FH" por las iniciales de los apellidos de los cuatro científicos que lo escribieron, marcando un hito trascendental para la astrofísica moderna.

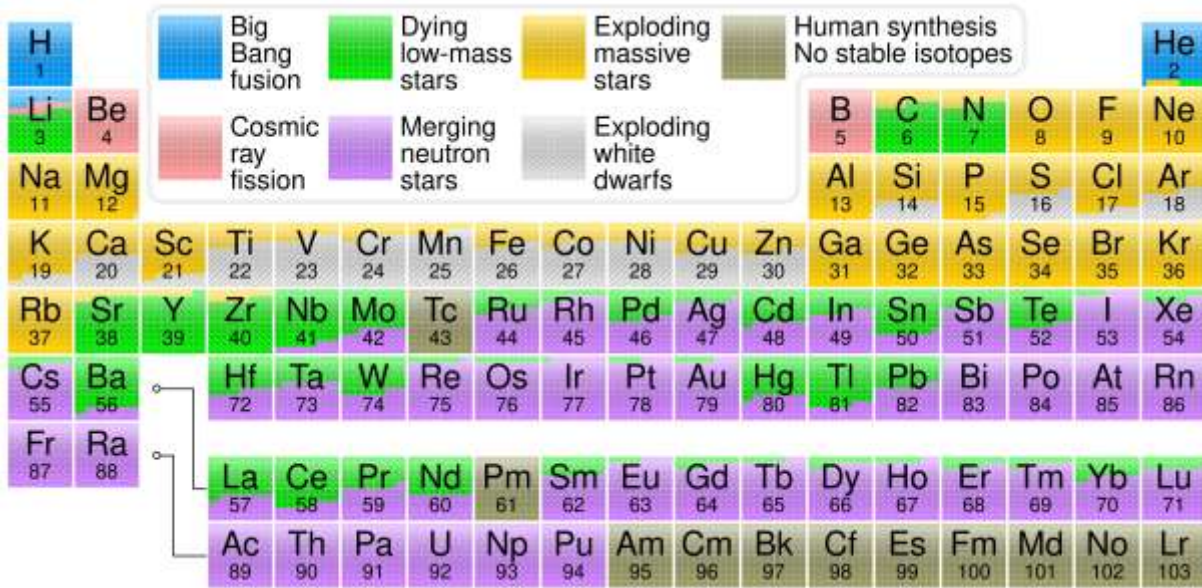


Figura 17: Tabla periódica que muestra los orígenes de los elementos químicos, basada en datos de Jennifer Johnson, de la Universidad Estatal de Ohio. Los porcentajes de origen de cada elemento se representan mediante cuadrados (sobre cien) para facilitar la estimación de las proporciones. No se incluyen los elementos por encima del lawrencio. El hidrógeno proviene del Big Bang. No hay otras fuentes apreciables de hidrógeno en el universo. El carbono se formó mediante fusión nuclear en el interior de las estrellas, al igual que el oxígeno. Gran parte del hierro se formó en estrellas supernovas. El oro probablemente se formó a partir de estrellas de neutrones durante colisiones que pueden haber sido visibles como estallidos de rayos gamma de corta duración o eventos de ondas gravitacionales. Elementos como el fósforo y el cobre están presentes en nuestros cuerpos en pequeñas cantidades, pero son esenciales para el funcionamiento de toda la vida conocida. La tabla periódica que se muestra está codificada por colores para indicar una mejor estimación sobre el origen de todos los elementos químicos conocidos. Fuente: Wikimedia Commons

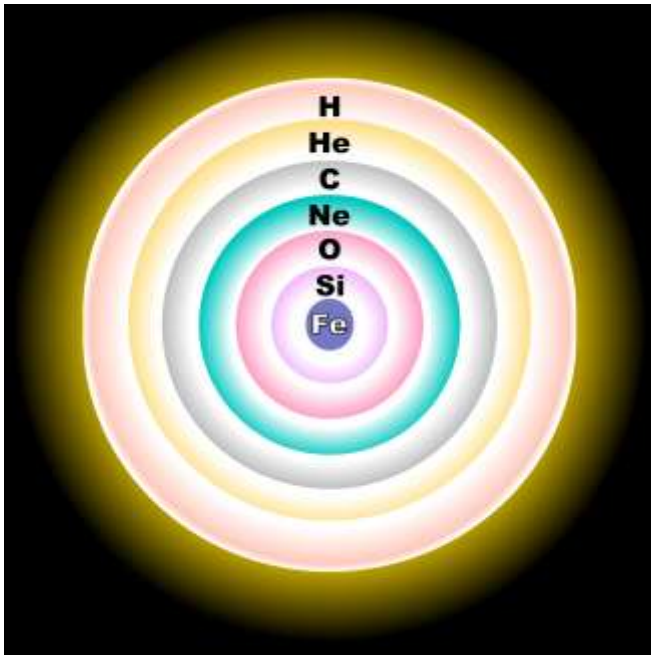


Figura 18: Este diagrama muestra una sección transversal simplificada (sin escala) de una estrella masiva y evolucionada (con una masa superior a ocho veces la del Sol). Donde la presión y la temperatura lo permiten, se queman capas concéntricas de plasma de hidrógeno (H), helio (He), carbono (C), neón/magnesio (Ne), oxígeno (O) y silicio (Si) en el interior de la estrella. Los subproductos de la fusión resultante caen sobre la capa inferior siguiente, formando la capa inferior. Como resultado de la fusión del silicio, se va formando progresivamente un núcleo inerte de plasma de hierro (Fe) en el centro. Una vez que este núcleo alcanza la masa de Chandrasekhar, el hierro ya no puede sostener su propia masa y sufre un colapso. Esto puede dar lugar a una explosión de supernova. Fuente: Wikimedia Commons

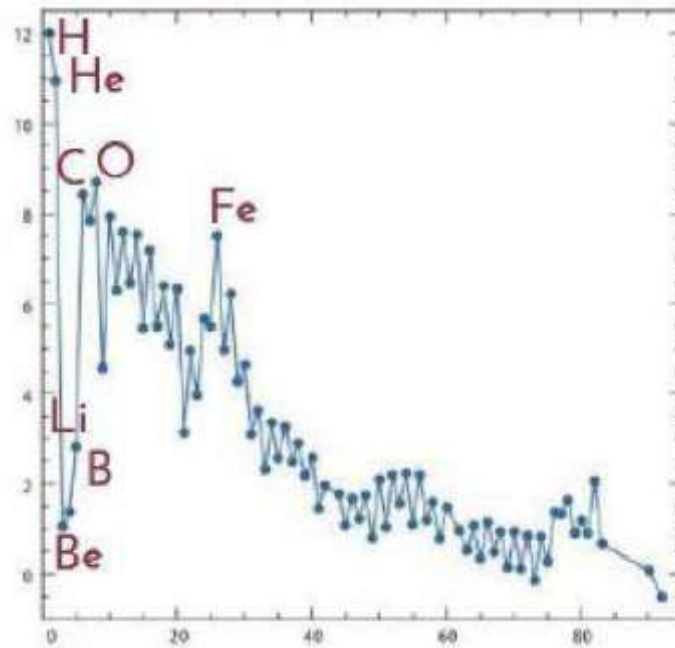


Figura 19: La abundancia de los elementos en el Sol y las estrellas. El hidrógeno y el helio son los más abundantes. Hay muy poco litio, berilio y boro, y bastante carbono, nitrógeno y oxígeno. Las abundancias de los demás elementos disminuyen considerablemente al aumentar el número atómico. El hidrógeno es 10^{12} veces más abundante que el uranio. Los elementos con número par de protones tienen una mayor abundancia que los elementos con los números impares de protones. Los elementos más ligeros que el hierro se producen por la fusión nuclear en las estrellas. Los elementos más pesados que el hierro se producen por captura de neutrones en explosiones de supernova. Fuente: NASA

FIN DEL CICLO ESTELAR

"El hierro de ese meteorito y el hierro de la sangre tienen un origen común en el núcleo de una estrella"

Neil deGrasse Tyson, astrofísico, investigador, escritor y divulgador científico

Como hemos visto, la fusión de hidrógeno es una reacción nuclear de fusión muy eficiente que proporciona energía a las estrellas, y por tanto al Sol, durante toda su larga vida. Naturalmente se inician en el centro del astro, que es donde primero se alcanzan las temperaturas y presiones necesarias para iniciar la fusión. Con el tiempo, la proporción de helio en el núcleo aumenta y comienza un periodo convulsivo en el que la gravedad amenaza con aplastar la estrella sobre sí misma, aumentando la presión y temperatura interna, obligando a desencadenar nuevas reacciones nucleares de fusión de elementos cada vez más pesados y estimulando la ignición en capas próximas al núcleo (Figura 20).

La gravedad siempre gana, y en los estertores finales de la estrella se produce la expulsión de las capas exteriores llevándola a su fase de gigante roja, e incluso de supergigante roja, con la formación de una nebulosa a su alrededor y un núcleo desnudo en forma de estrella enana blanca. Todo esto depende de la masa de la estrella, y su "muerte"

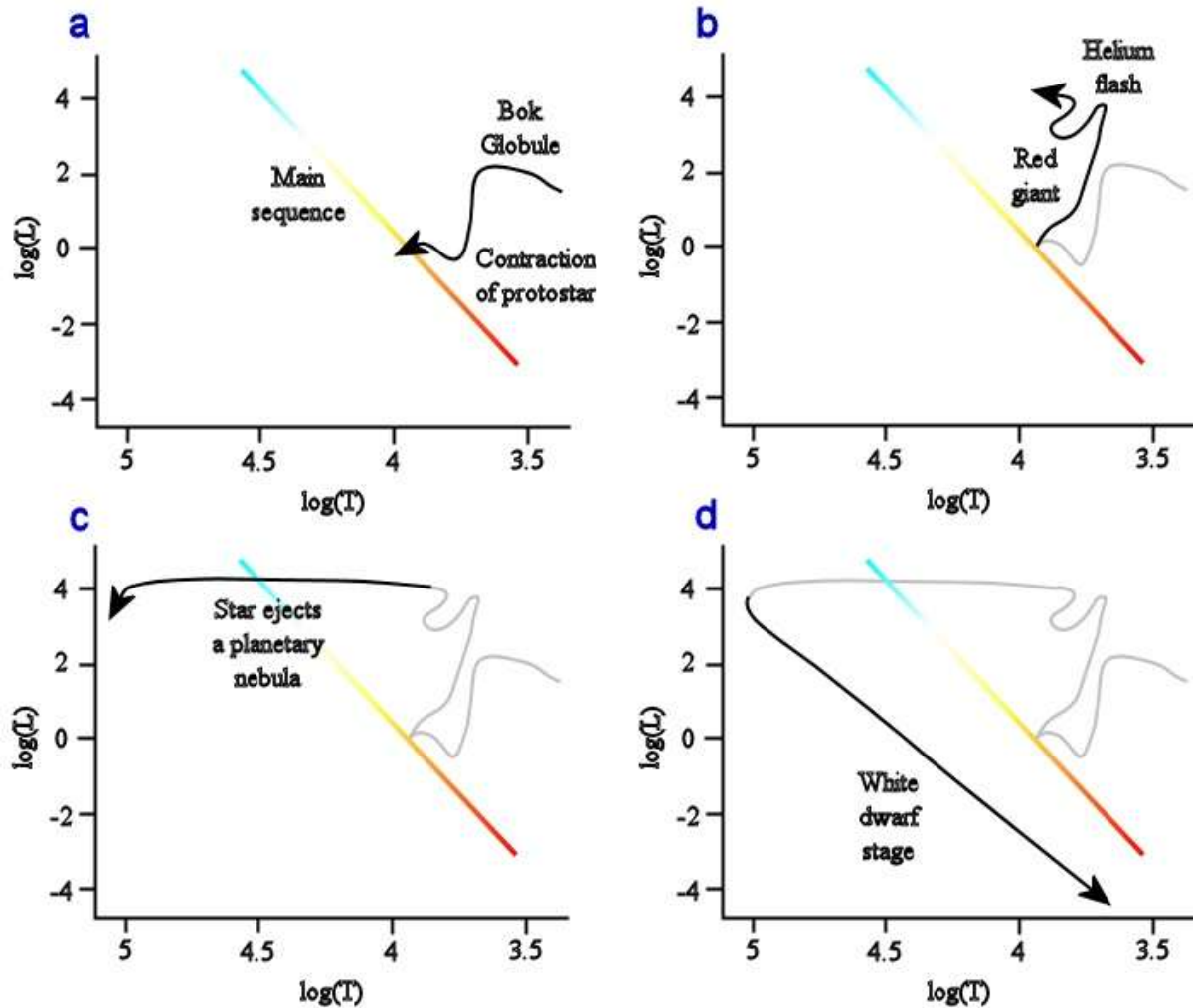


Figura 20: Este diagrama muestra las principales etapas evolutivas de una estrella con masa solar. Los ejes están escalados para mostrar el logaritmo de la luminosidad estelar (L) frente al de la temperatura superficial (T). En este diagrama, el Sol tiene actualmente un $\log(L)$ de cero y se encuentra en la línea diagonal de la secuencia principal. La estrella comienza como un glóbulo de Bok (a) que se contrae para formar una protoestrella en condensación. Cuando comienza a quemar hidrógeno, unos 30 millones de años más tarde, se estabiliza en una estrella de secuencia principal de edad cero. A partir de entonces, permanece como una estrella de secuencia principal durante los siguientes 10 000 millones de años. La proporción de helio en el núcleo de esta estrella aumenta constantemente durante este periodo, lo que provoca un aumento gradual de la luminosidad. A medida que el hidrógeno del núcleo se agota, la estrella se convierte en una gigante roja masiva (b). La estrella aumenta su luminosidad, quemando hidrógeno en una capa alrededor de un núcleo de helio degenerado. Finalmente, el destello de helio desencadena la fusión del helio en el núcleo. Entre mil y dos mil millones de años después de abandonar la secuencia principal, la estrella gigante comienza a experimentar un período de inestabilidad. La envoltura se expulsa suavemente (c), formando una nebulosa planetaria y dejando al descubierto el núcleo caliente y compacto. Una vez que cesa la fusión del helio, la estrella se convierte en una enana blanca (d) y radia lentamente su energía restante.
Fuente: diagrama de Stars and Nebula, de William J. Kaufmann (Wikimedia Commons)

puede presentar diferentes escenarios, aunque el elemento común a todos ellos es el agotamiento de su fuente de energía mediante reacciones nucleares de fusión, que alcanza el límite impuesto por las leyes de la física con la aparición del hierro en el núcleo estelar (Figura 21).

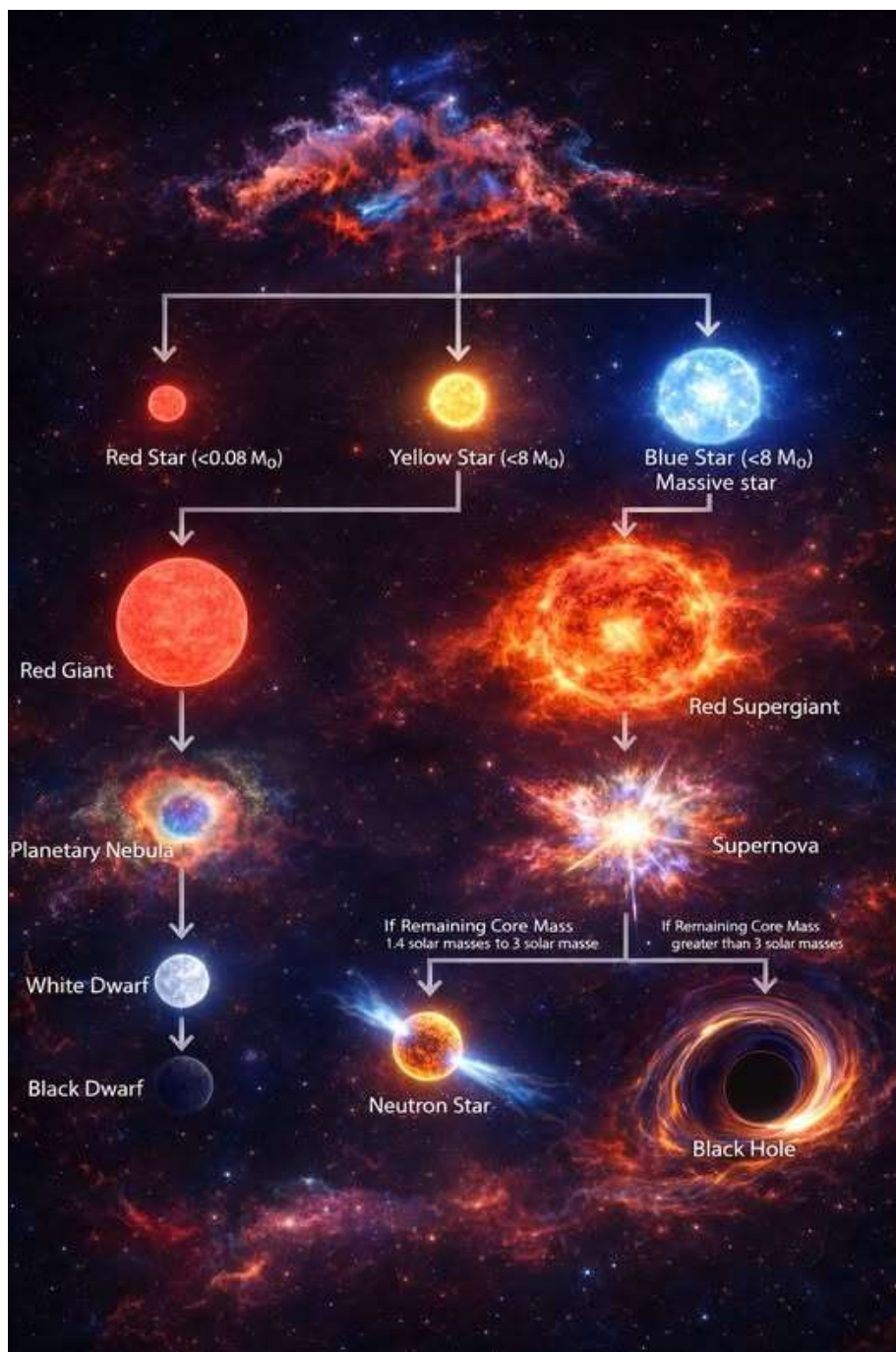


Figura 21: Infografía que representa el ciclo de vida de las estrellas. Desde la nebulosa de formación de estrellas a los agujeros negros, pasando por todos los estadios de la vida de los distintos tipos de estrella. Fuente: NASA – Stellar Evolution and Black Holes

Sabemos que las estrellas de muy baja masa tienen una vida muy dilatada, de varias decenas de miles de millones de años, y que permanecen en la secuencia principal hasta su agotamiento. Las más masivas, en cambio, tienen vidas cortas, de algunos millones de años, pero nada monótonas. Su vida es breve pero muy intensa, alta potencia, brillo, temperatura, y creación de elementos químicos hasta el límite permitido por las leyes físicas. Su muerte también es esplendorosa, violenta y convulsiva, que da lugar a los objetos más exóticos del Universo, como las estrellas de neutrones o los agujeros negros.

Las estrellas más comunes en el Universo, de masa inferior a ocho veces la solar, terminan sus días, como hemos visto, perdiendo buena parte de su masa en forma de nebulosa a su alrededor, dejando un pequeño núcleo de masa algo inferior a vez y media la del Sol. En ese núcleo cesan las reacciones nucleares de fusión, pero la gravedad no cesa nunca y solamente cuando aparecen fenómenos cuánticos se ve detenida la contracción estelar. El principio de exclusión de Pauli impide que los electrones libres presentes en el núcleo puedan aproximarse indefinidamente, quedando dicho núcleo estelar en forma de estrella enana blanca.

Sin embargo, cuando se supera el denominado "límite de Chandrasekhar" (1,44 veces la masa solar) la degeneración de electrones en la estrella enana blanca no es capaz de "sostener" la tenaz fuerza aplastante de la gravedad, produciéndose un colapso gravitacional que dará lugar a una fase de estrella supernova, y si la masa es suficientemente alta podría terminar con la creación de una estrella de neutrones o un agujero negro (Figura 22).

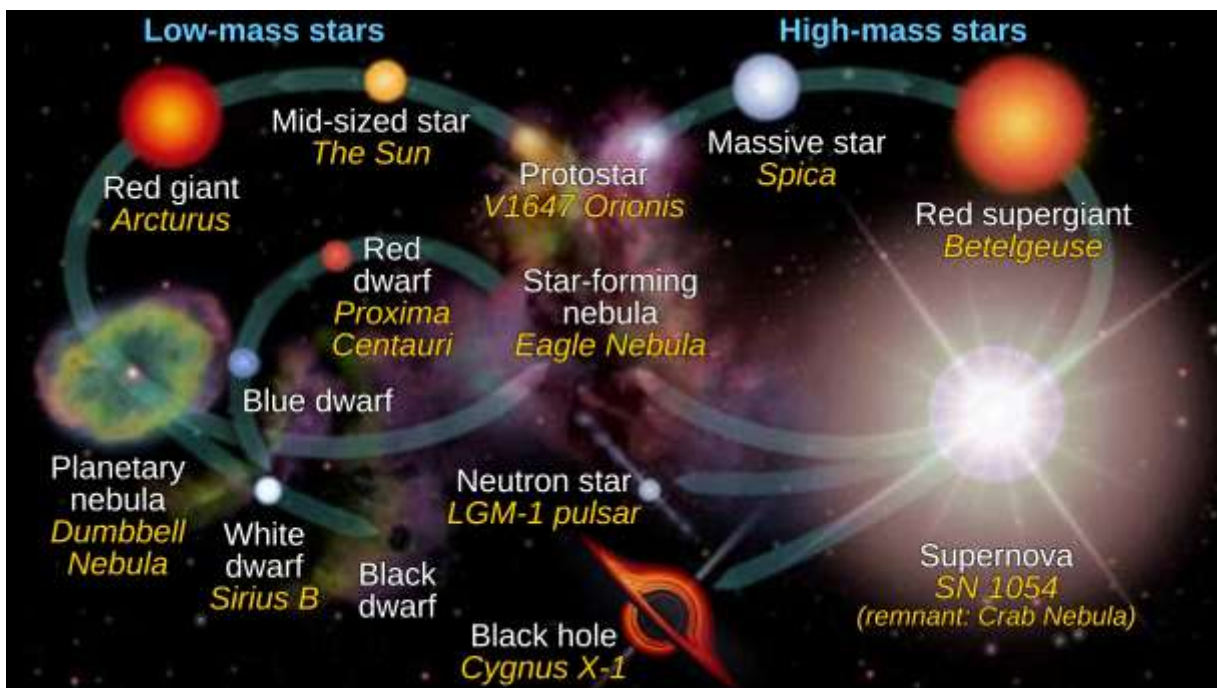


Figura 22: Evolución estelar de estrellas de baja masa (ciclo izquierdo) y alta masa (ciclo derecho), con ejemplos en cursiva. Fuente: cmglee, NASA Goddard Space Flight Center

Las estrellas enanas blancas no son fácilmente visibles dado que, con tamaños similares a los planetas terrestres del Sistema Solar, su superficie es muy reducida en comparación con una estrella normal. A pesar de su pequeño tamaño mantienen una masa similar a la del Sol, lo que hace que su densidad supere la tonelada por centímetro cúbico (compárese con la densidad del planeta más denso del Sistema Solar: La Tierra ($5,51 \text{ g} \cdot \text{cm}^{-3}$)). Es frecuente encontrarlas orbitando alrededor de estrellas conocidas, como Sirio A (α CMa) o Procyon (α CMi), y al carecer de fuente de energía solamente cuentan con el calor residual de sus etapas anteriores, siendo una especie de rescoldo estelar que se va enfriando poco a poco con el tiempo que terminará como un objeto oscuro y frío.

En cuanto a las estrellas masivas, considerando como tales las que cuentan con una masa inicial igual o superior en ocho veces la solar, ya hemos visto que tienen una vida "in-

tenso" pero corta, mucha luz y calor, y con un frenesí generador de elementos químicos que termina al llegar al hierro. Ante ese derrumbe final, la fuerza de la gravedad aplasta sin consideraciones a la estrella sobre sí misma colapsando en forma de estrella de neutrones, e incluso generando un agujero negro, y explotando el resto de capas de la estrella como una supernova, fenómeno que da lugar a la creación de elementos químicos más pesados que el hierro (Figura 23).

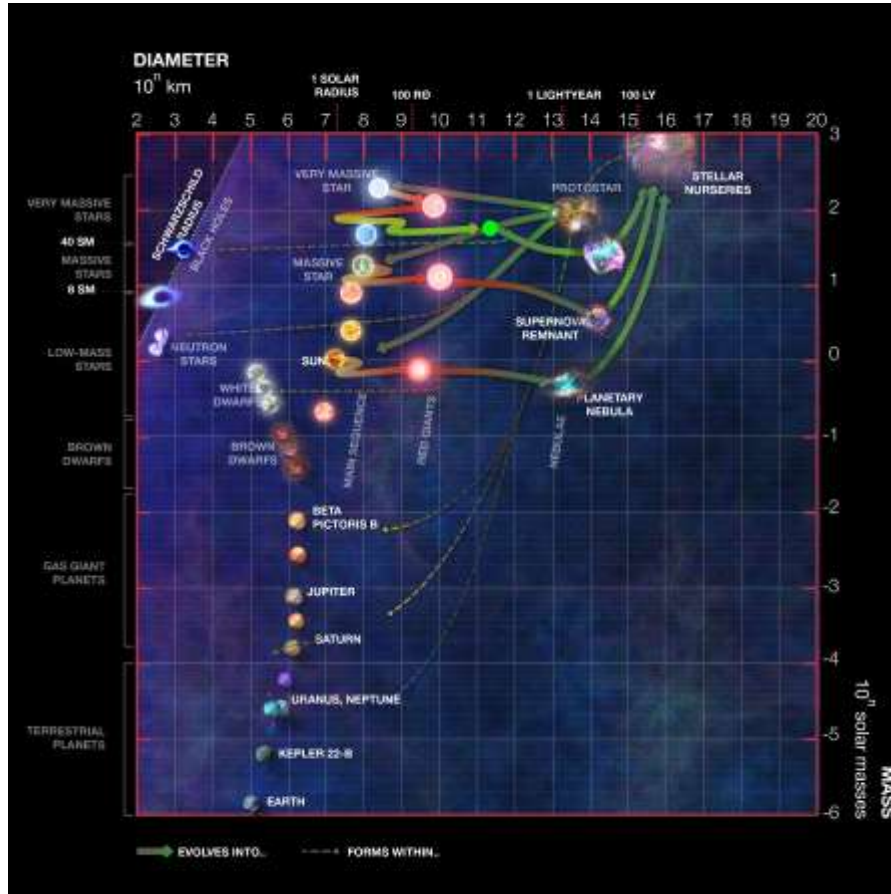


Figura 23: Un gráfico logarítmico de estrellas, planetas y otros objetos celestes por diámetro y masa. Fuente: Wikimedia Commons

El aumento de brillo de la estrella en esta fase de supernova es tan descomunal que resplandece en nuestro cielo repentinamente en un lugar en el que no se veía ningún objeto brillante con anterioridad. En el momento de máxima luminosidad su brillo puede ser equivalente al de una galaxia entera constituida por cientos de miles de millones de estrellas.

El remanente estelar que queda en el centro de la estrella supernova tiene tanta masa que supera el mencionado límite de Chandrasekhar, de modo que el imparable colapso gravitatorio condena a protones y electrones a unirse para formar neutrones. Si la masa del remanente no supera las tres veces la solar, la presión cuántica mantendrá estable al objeto en forma de estrella de neutrones, exótico objeto con unos 10 km de diámetro y densidades típicas propias de los núcleos atómicos.

Esta clase de objetos cósmicos no emiten en el rango visible del espectro electromagnético, siendo descubiertos por la astrofísica británica Jocelyn Bell en el año 1967 cuando detectó una señal de radio con un periodo algo superior a un segundo y una grandísima regularidad. Hoy sabemos que estos objetos denominados "púlsar" (pulsating star, o estre-

lla pulsante en español) son estrellas de neutrones que giran rapidísimamente (hasta cientos de veces por segundo) en virtud del principio de conservación del momento angular, emitiendo a través de sus polos magnéticos potentes chorros de rayos gamma, rayos X y radiación en el rango de radio.

Para el caso de estrellas supermasivas, poco frecuentes, el remanente estelar posterior al colapso del núcleo supera en más de tres veces la masa del Sol, y en ese punto la contracción gravitatoria resulta imparable, superando incluso la presión cuántica de los neutrones, dando lugar a un agujero negro, del que ni la luz (ni otro tipo de radiación) es capaz de escapar.

Es cierto que, por razones obvias, un agujero negro no se ve, pero sí resulta detectable por sus efectos gravitatorios sobre objetos próximos, y también porque cualquier tipo de materia que se vea arrastrada hacia el agujero negro emite rayos X que resultan detectables desde el exterior del mismo, como si los emitiera el propio agujero negro aunque esa emisión proviene de la materia antes de ser engullida por el mismo.

A este respecto es interesante mencionar que se han descubierto agujeros negros supermasivos en el centro de muchas galaxias, aunque en principio no tiene mucho que ver con la evolución estelar. Estos agujeros negros "galácticos" tienen masas típicas del orden de miles de millones de veces la masa solar.

Con la entrada en servicio durante los últimos años de potentes telescopios, tanto terrestres como en órbita, se ha puesto de manifiesto que un alto porcentaje de estrellas forman parte de sistemas múltiples estelares compuestos por varias estrellas ligadas gravitatoriamente, y muchas de ellas acompañadas de sistemas planetarios.

Algunos de esos sistemas binarios (e incluso múltiples, con más de dos estrellas) en los que las estrellas se ven fuertemente ligadas gravitatoriamente, pueden ver alterada su "convivencia" al final de sus vidas, cuando una de ellas comienza su fase de estrella gigante roja, por ejemplo, aumentando su tamaño significativamente y dejando un remanente estelar como una estrella enana blanca, estrella de neutrones o agujero negro, que pudieran convertirse en un sumidero de materia de sus cercanías o incluso de las capas exteriores de la otra estrella compañera.

En este último caso se habla de "estrellas variables cataclísmicas", en la que la componente enana blanca puede incrementar su masa a base de captar materia estelar de su compañera, provocando una explosión en forma de supernova si se dan las condiciones necesarias.

Otro escenario posible es que el remanente, convertido en sumidero de materia, fuera una estrella de neutrones o un agujero negro, dando lugar a una potente fuente de rayos X generada por la materia al caer sobre el mismo, formando un disco de acreción en forma de remolino sobre el agujero negro (Figura 24).

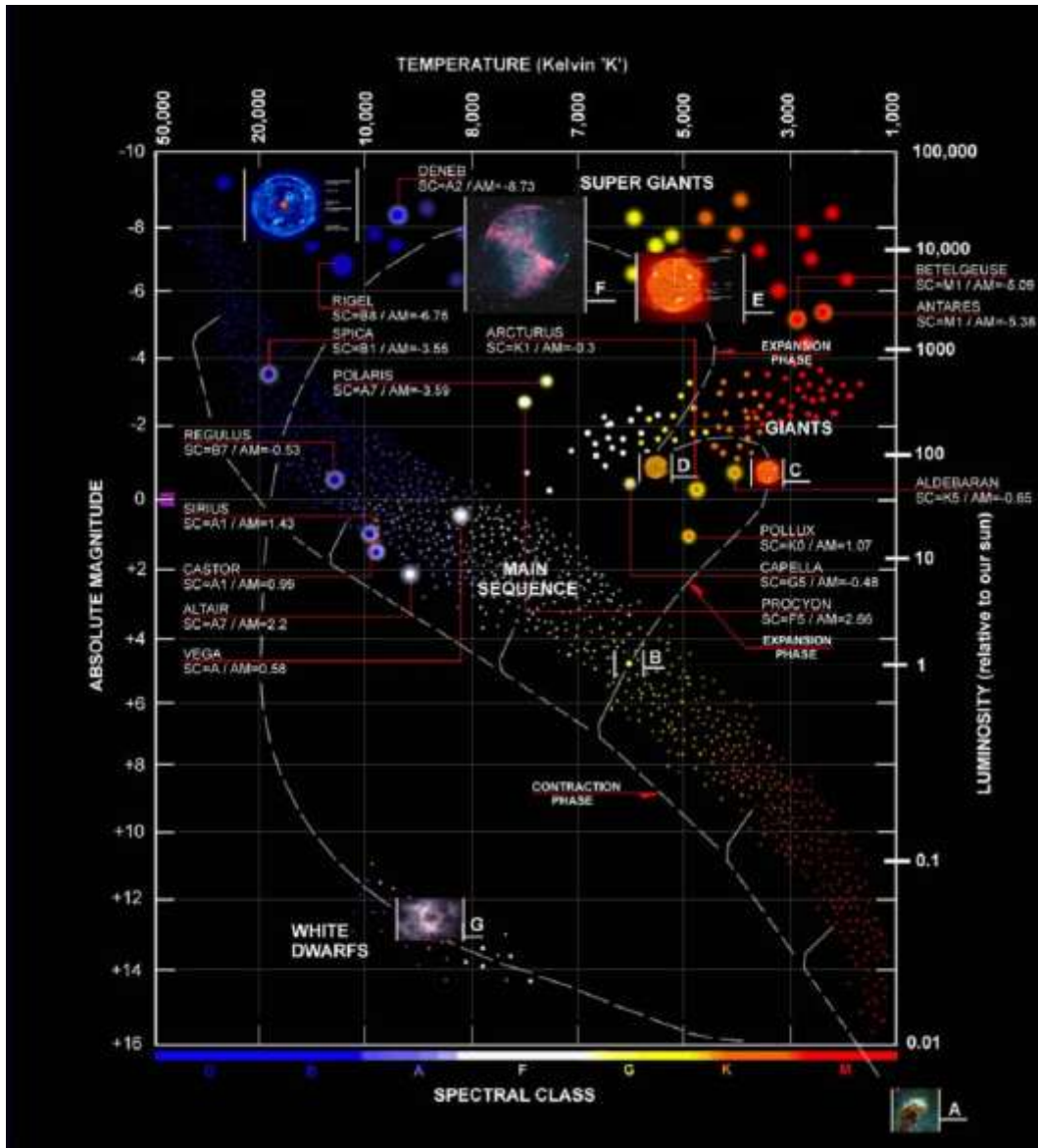


Figura 24: Diagrama HR para una estrella intermedia.

Fuente: <https://www.meteorologiaenred.com/diagrama-de-hertzsprung-russell.html>

Las etapas finales en la vida de las estrellas suelen generar convulsiones y ajustes muy violentos, haciendo que las veamos en el cielo como estrellas variables, dado que su brillo es variable, pulsante, y en muchos casos siguiendo patrones que resultan muy útiles para los astrónomos, sirviendo como medidores de distancias, por ejemplo, cuando la paralaje no puede aplicarse.

En el diagrama HR se localiza una amplia zona con alta presencia de estrellas variables (pulsantes, sobre todo las denominadas estrellas variables Cefeidas), denominada "franja de inestabilidad", que transcurre desde la zona de las estrellas supergigantes rojas hasta la zona inferior izquierda, donde se encuentran las estrellas enanas blancas, atravesando la secuencia principal.

En comparación con su larga vida, las últimas etapas de las estrellas transcurren en cortos periodos de tiempo (a escala cósmica), en menos de un millón de años una estrella

típica mediana de la secuencia principal puede evolucionar desde la rama gigante roja al final de la rama asintótica gigante, incluso algunos cambios apreciables tienen lugar en periodos de tiempo de siglos.

CONCLUSIONES

"Comprender las cosas que nos rodean es la mejor preparación para comprender las cosas que hay más allá"

Hipatia de Alejandría (370-415 d.C. aprox.), filósofa, matemática, astrónoma, cabeza de la Escuela neoplatónica de Alejandría y directora del Museo de Alejandría (Egipto)

Desde el mismo momento de su desarrollo y aplicación, los diagramas HR han sido mucho más que una herramienta de clasificación estelar. Con el vertiginoso avance en todas las ramas de la astrofísica, este diagrama ha mantenido su papel protagonista en todo lo relacionado con la evolución estelar, e incluso con la formación de asociaciones estelares (cúmulos de estrellas, sistemas múltiples, o estrellas variables de todo tipo) y de galaxias.

Las investigaciones en materia de evolución estelar y de las dinámicas que dan lugar a la formación de galaxias se han visto impulsadas por el descubrimiento de patrones en este tipo de diagramas, mostrando su papel fundamental en el desarrollo de teorías cada vez más sólidas y completas sobre la vida de las estrellas.

Los estudios y análisis basados en el diagrama HR, han permitido hacer estimaciones sobre la edad de los cúmulos de estrellas, lo que enriquece la comprensión del Cosmos, su escala y la historia de los objetos que lo componen. Todo ello, desborda su inicial cometido de clasificación estelar para convertirse en una sólida base sobre la que descansa buena parte de la investigación astronómica actual.

Con el tiempo se han ido incorporando nuevos datos complejos de las estrellas, como su metalicidad, espectros electromagnéticos y medidas mucho más precisas de sus masas, facilitando la comprensión de sus etapas de desarrollo y generando una capacidad de predicción sobre su evolución futura.

Como ejemplo de estas nuevas capacidades del diagrama HR, está el intenso desarrollo actual de los estudios sobre exoplanetas, para los que resulta muy útil la utilización de diagrama HR en el contexto de la evolución estelar para el examen minucioso de las características de las estrellas que albergan esos sistemas planetarios.

El futuro de los Diagramas de Hertzsprung Russell en astrofísica reside en su integración con otras tecnologías y conjuntos de datos de vanguardia. Por ejemplo, los datos de los telescopios espaciales, combinados con modelos computacionales avanzados, pueden mejorar la precisión y el poder predictivo de estos diagramas. Gracias a esta integración, los Diagramas de Hertzsprung Russell seguirán iluminando los misterios de la formación, evolución y muerte de las estrellas, y permitirán comprender fenómenos como los agujeros negros, las estrellas de neutrones y los efectos de la materia oscura en la evolución estelar.

Un aspecto intrigante de los Diagramas de Hertzsprung Russell reside en su capacidad para predecir el final del ciclo vital de una estrella. Si una estrella se convierte en una pacífica enana blanca o llega a su fin en una dramática explosión de supernova se representa en su trayectoria a través del diagrama. Esta profunda interacción entre el principio y el final de las vidas estelares enriquece nuestra comprensión de los fenómenos cósmicos y pone de relieve la naturaleza cíclica del universo.

REFERENCIAS Y CONSULTAS

- **Anuario del Real Observatorio Astronómico 2026** - Instituto Geográfico Nacional -
- <https://astronomia.ign.es/estrellas-evolucionadas>
- <https://astronomia.ign.es/rknowsys-theme/images/webAstro/paginas/documentos/Anuario/elsolnuestraestrella.pdf>
- <https://www.aavso.org/stellar-evolution> (The American Association of Variable Star Observers (AAVSO))
- **Planetas extrasolares** - Revista Digital de ACTA nº 043
https://www.acta.es/medios/articulos/ciencias_y_tecnologia/043001.pdf
- **Grandes telescopios ópticos, del catalejo al telescopio espacial James Webb** - Revista Digital de ACTA nº 110
https://www.acta.es/medios/articulos/ciencias_y_tecnologia/110001.pdf
- **Telescopio espacial James Webb** - Revista Digital ACTA nº 112
https://www.acta.es/medios/articulos/ciencias_y_tecnologia/122001.pdf
- **El cielo estrellado** - Revista Digital de ACTA nº 235
https://www.acta.es/medios/articulos/ciencias_y_tecnologia/235001.pdf
- **Otros mundos: Spitzer, Kepler, HARPS, HST, JWST** - Revista Digital de ACTA nº 245
https://www.acta.es/medios/articulos/ciencias_y_tecnologia/245001.pdf
- **La evolución estelar** -Nuestro origen en las estrellas-. David Galadí-Enríquez. -RBA-2016

(Para comentarios y observaciones al autor: caronte@acta.es)