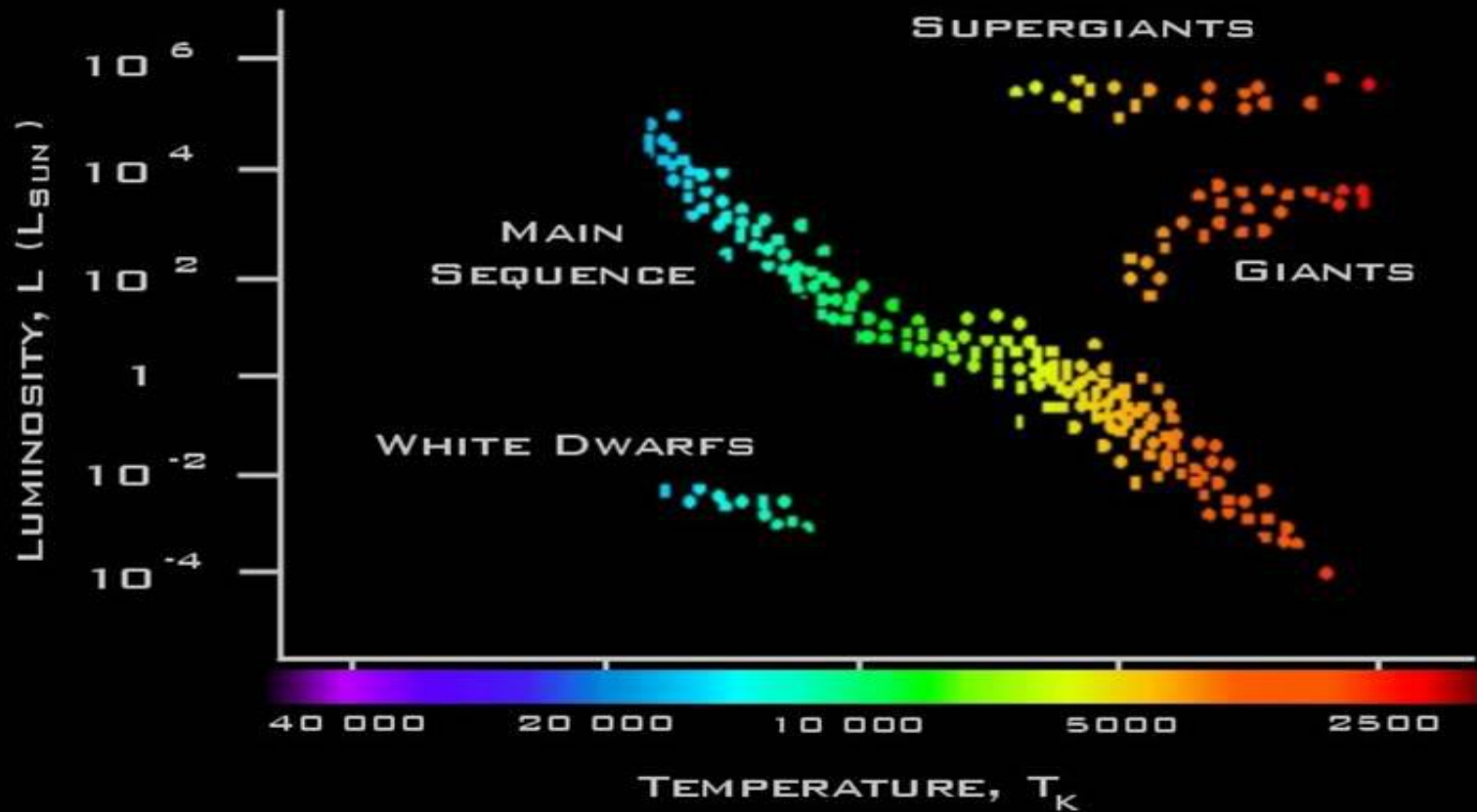
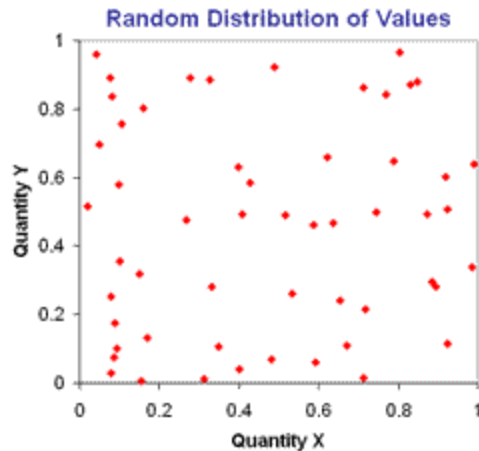




Diagrama de Hertzsprung-Russell

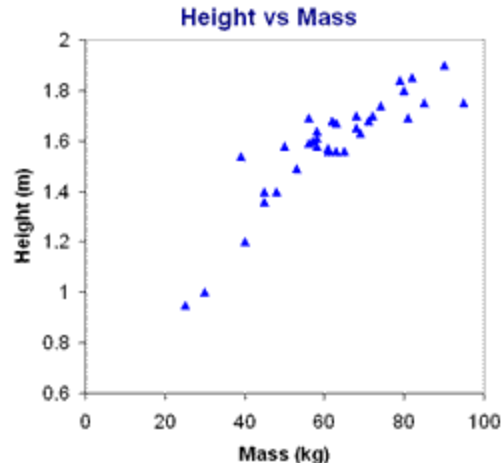


Una de las herramientas que usan los científicos es buscar en una representación gráfica, un conjunto de datos, que muestre la relación entre dos o más variables y buscar sus tendencias.



En este gráfico tenemos la muestra de dos valores, X, Y que un objeto pueda tener. Podemos ver que no hay ninguna relación, los datos son puramente aleatorios.

Si graficamos los datos de altura frente a la masa de un pequeño grupo de personas, sin embargo, vemos un patrón muy diferente, como se muestra a continuación.



Aquí si parece haber una relación entre la altura de una persona y su masa.

En general, cuanto más alto es una persona, mayor es su masa.

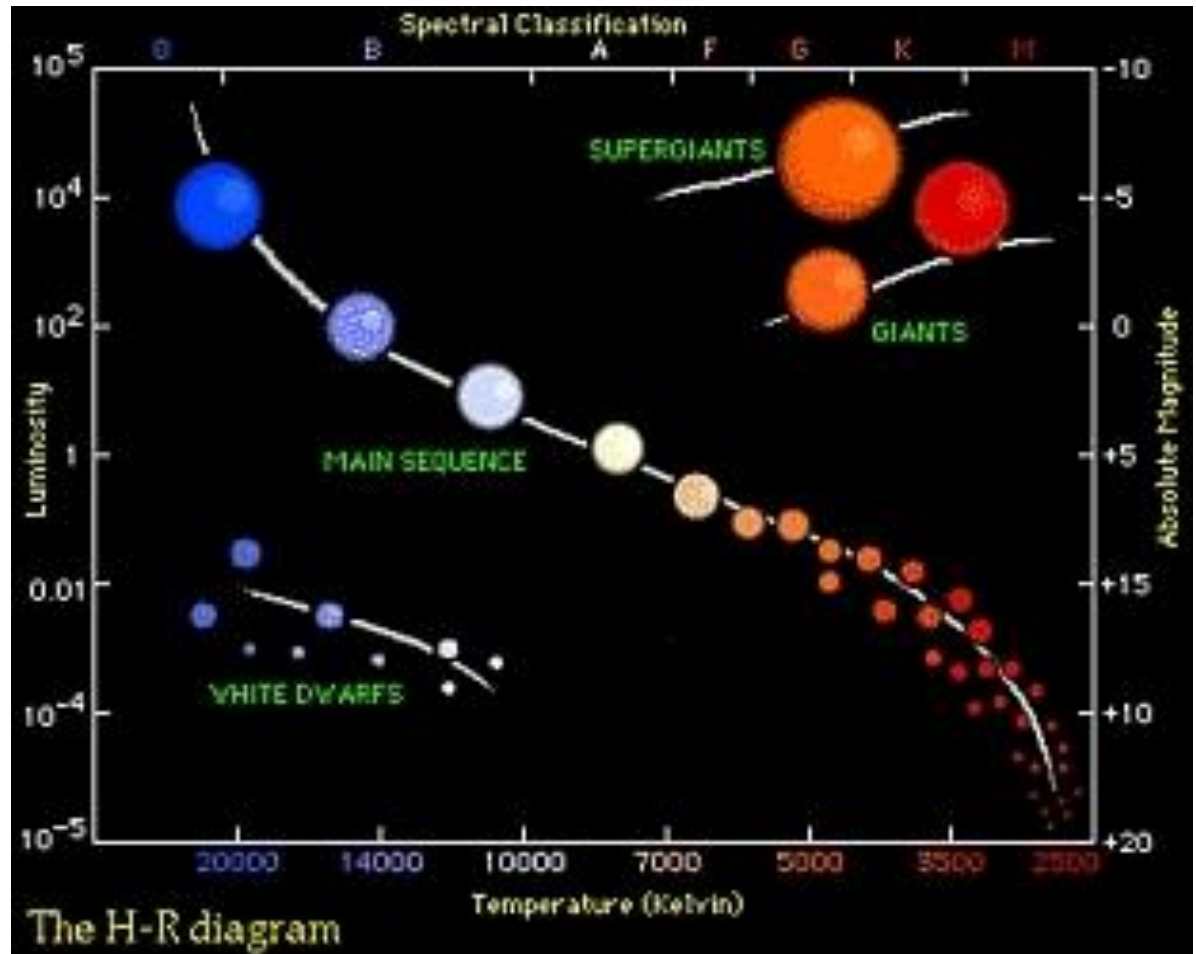
Aunque, al igual que con muchas otras características de los seres humanos hay una gran variación.

Pero no esperamos encontrar extremos , a una persona de 2 m con una masa de 20 kg o una persona de 1 m con una masa de 100 kg

Una de estas relaciones más útiles en astrofísica es el diagrama de Hertzsprung-Russell

El diagrama de Hertzsprung-Russell (comúnmente abreviado como diagrama H-R) es un diagrama estadístico en el que las estrellas están clasificadas en base a la temperatura y a la luminosidad.

También muestra el resultado de numerosas observaciones sobre la relación existente entre la magnitud absoluta de una estrella y tipo espectral.

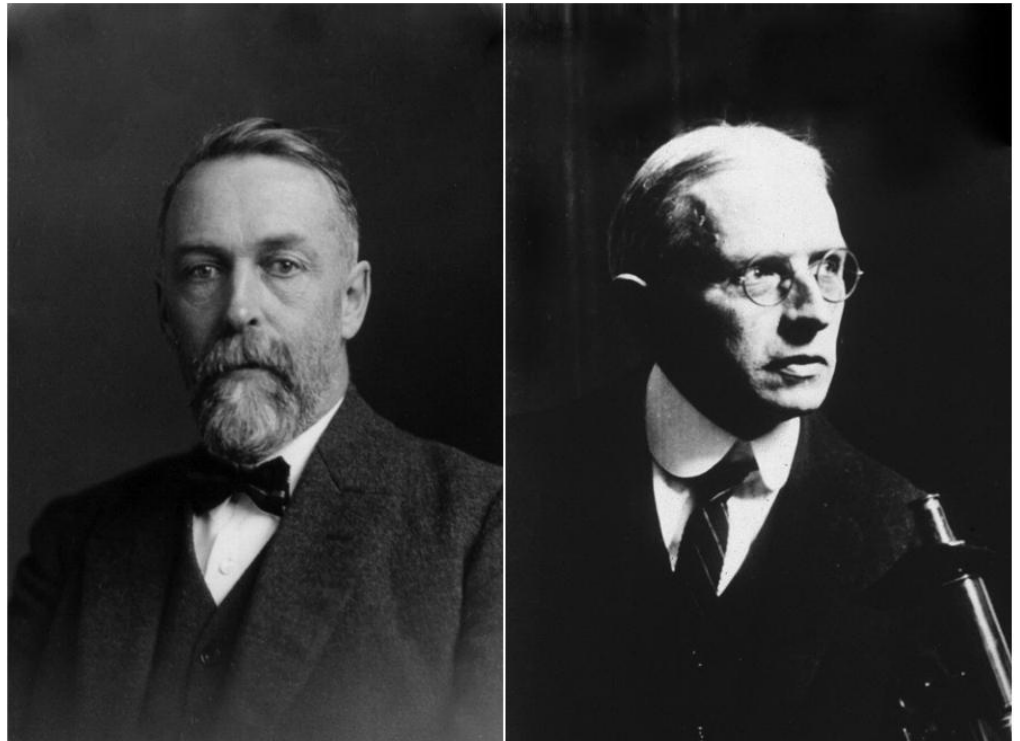


Fue realizado en 1905 por el astrónomo Ejnar Hertzsprung y, de manera independiente, en 1913 por Henry Norris Russell.

El diagrama de Hertzsprung mostraba la luminosidad de las estrellas en función de su color.

El de Russell mostraba la luminosidad en función del tipo espectral.

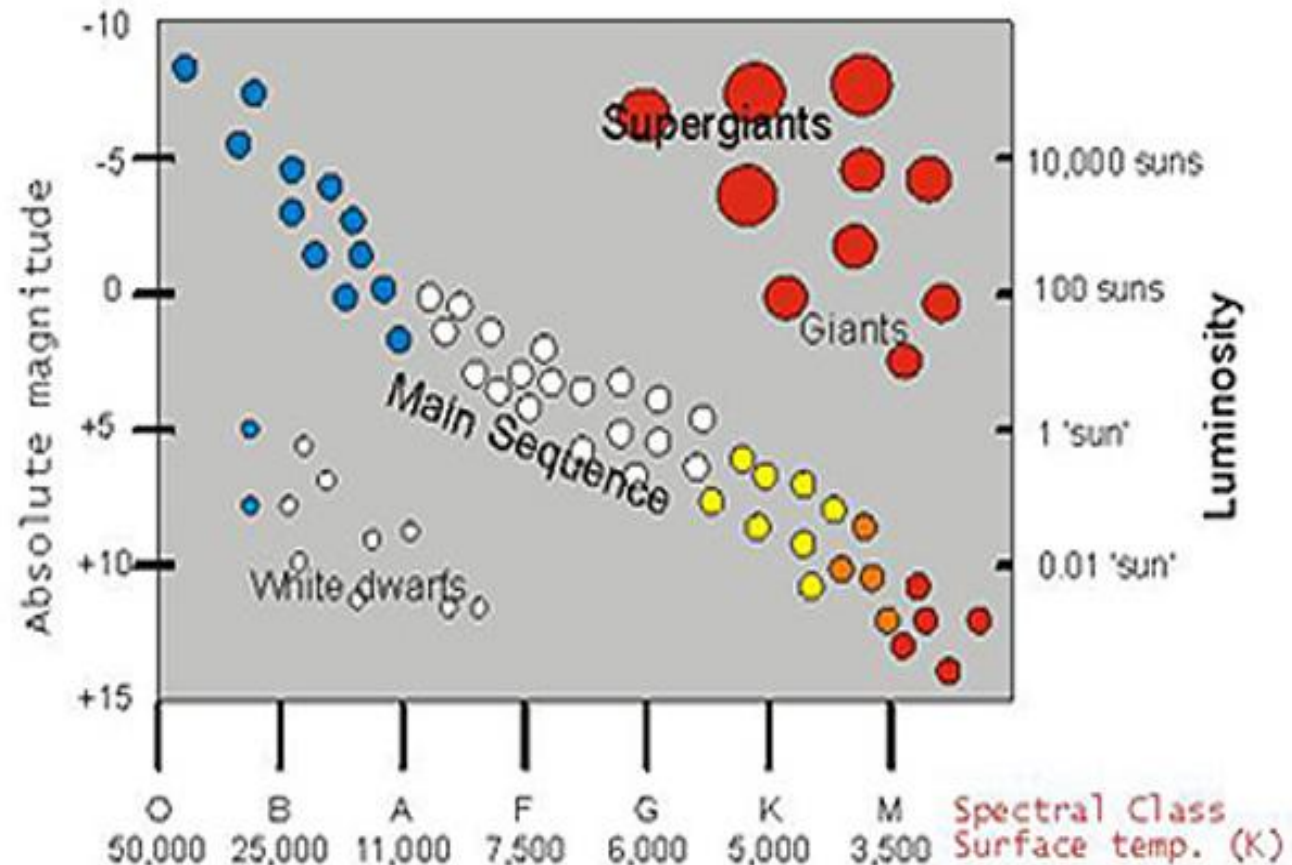
Ambos diagramas son equivalentes.



Un examen del diagrama muestra que las estrellas tienden a encontrarse agrupadas en 3 regiones específicas del mismo.

La predominante es la diagonal que va de la región superior izquierda (caliente y brillante) a la región inferior derecha (fría y menos brillante) y se denomina secuencia principal.

El factor común de las estrellas que forman parte de esta secuencia es que todas producen energía mediante la fusión de hidrógeno para producir helio en su interior.



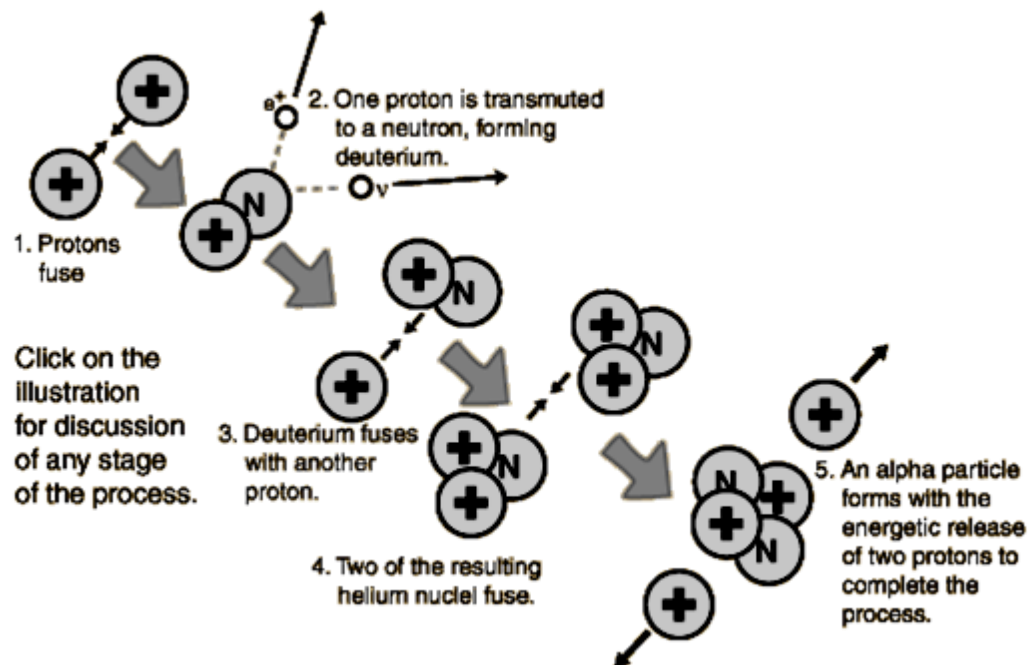
Lo que diferencia realmente, entre otras cosas, a las distintas estrellas que forman parte de la secuencia principal es su masa.

La mayoría de las estrellas, incluso nuestro Sol, permanecen la mayor parte de sus vidas (90%) en la secuencia principal, dado que en su núcleo fusionan el hidrógeno convirtiéndolo en helio.

En el ciclo básico de fusión del Hidrógeno, cuatro núcleos de hidrógeno (protones) se unen para formar un núcleo de Helio. Esta es la versión más simple del proceso.

En realidad existen electrones, neutrinos y fotones involucrados en esta historia que hacen posible la fusión de Hidrógeno hacia helio.

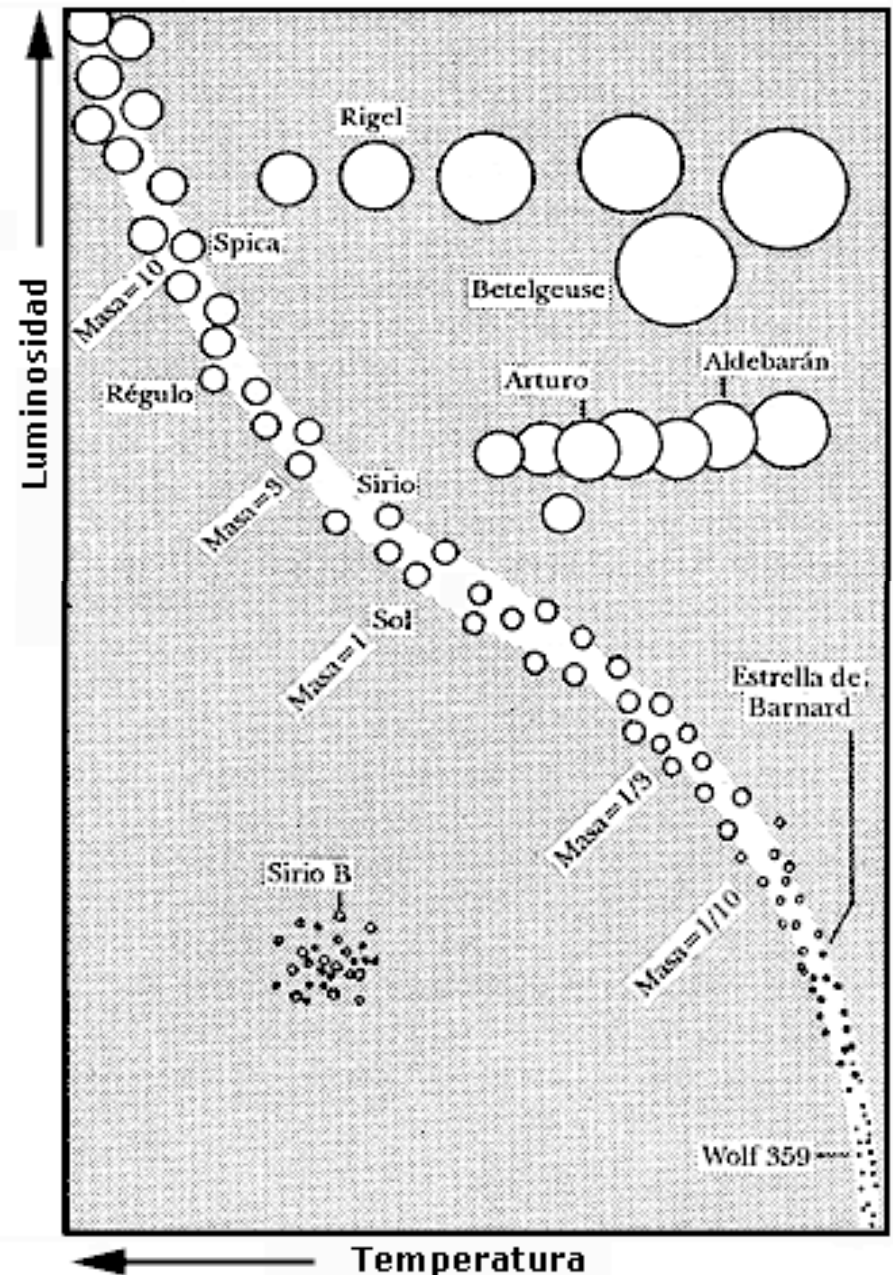
Lo importante es recordar que esta fusión desprende energía en el centro de una estrella.



Cuanta más masa tiene una estrella, mayor es la velocidad de su proceso de fusión, por lo que a su vez mayor es la luminosidad y la temperatura superficial.

Las estrellas de mayor masa, las gigantes azules, se sitúan a la izquierda (más temperatura) y arriba (más luminosidad).

Las estrellas de menor masa, las enanas rojas, se encuentran a la derecha (menos temperatura) y abajo (menos luminosidad).





O



B



A



F



G

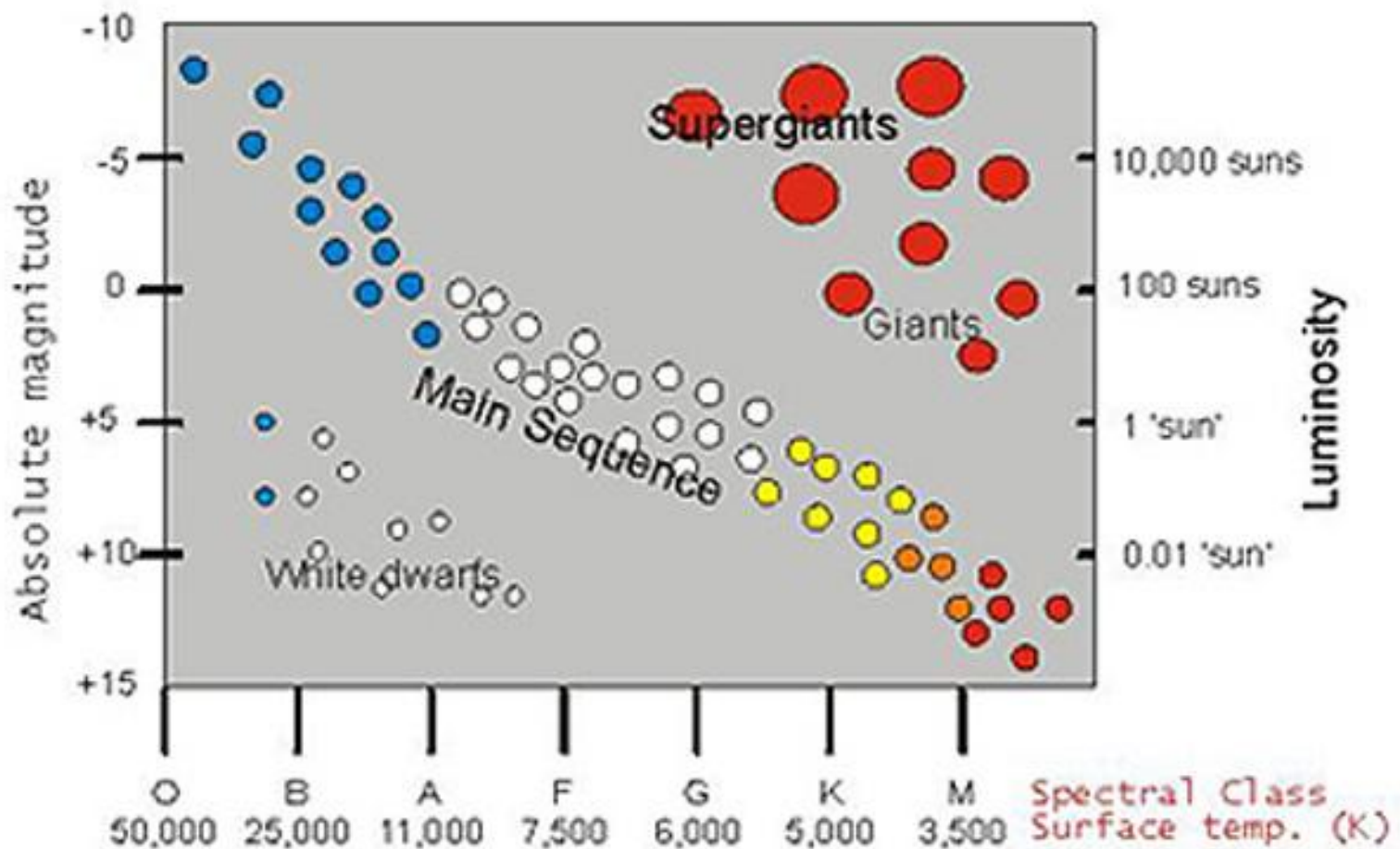


K



M

En la esquina inferior izquierda se encuentran las enanas blancas, y por encima, en la esquina superior derecha de la secuencia principal se encuentran las gigantes rojas y las supergigantes.

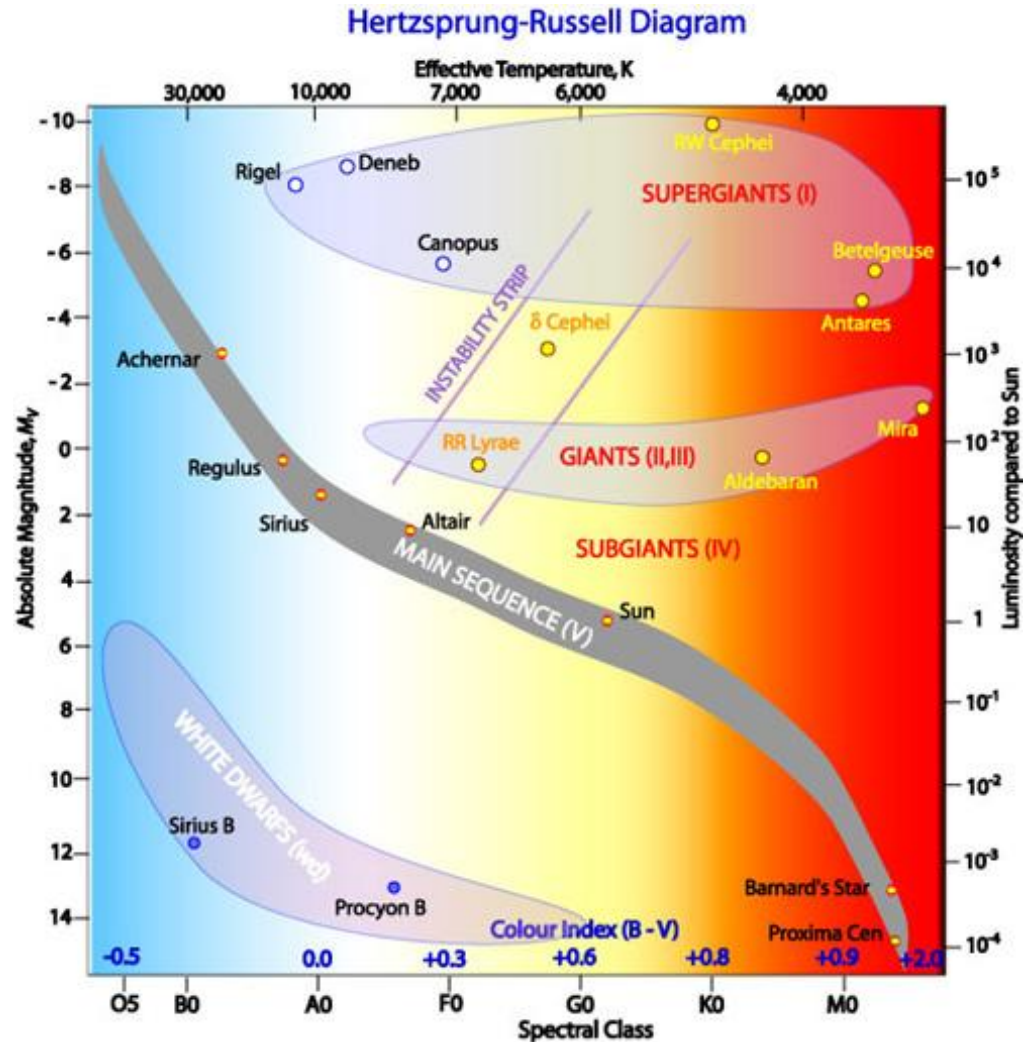


Gigantes y súper gigantes.

Echándole un vistazo a la gráfica, podemos ver que, a pesar de tener la misma temperatura que muchas estrellas de la secuencia principal, tienen una luminosidad mucho mayor.

Esto se explica gracias a su gran tamaño.

Las gigantes y súper gigantes se caracterizan por haber quemado hace tiempo sus reservas de hidrógeno, por lo que tuvieron que empezar a usar combustibles diferentes, como el helio.

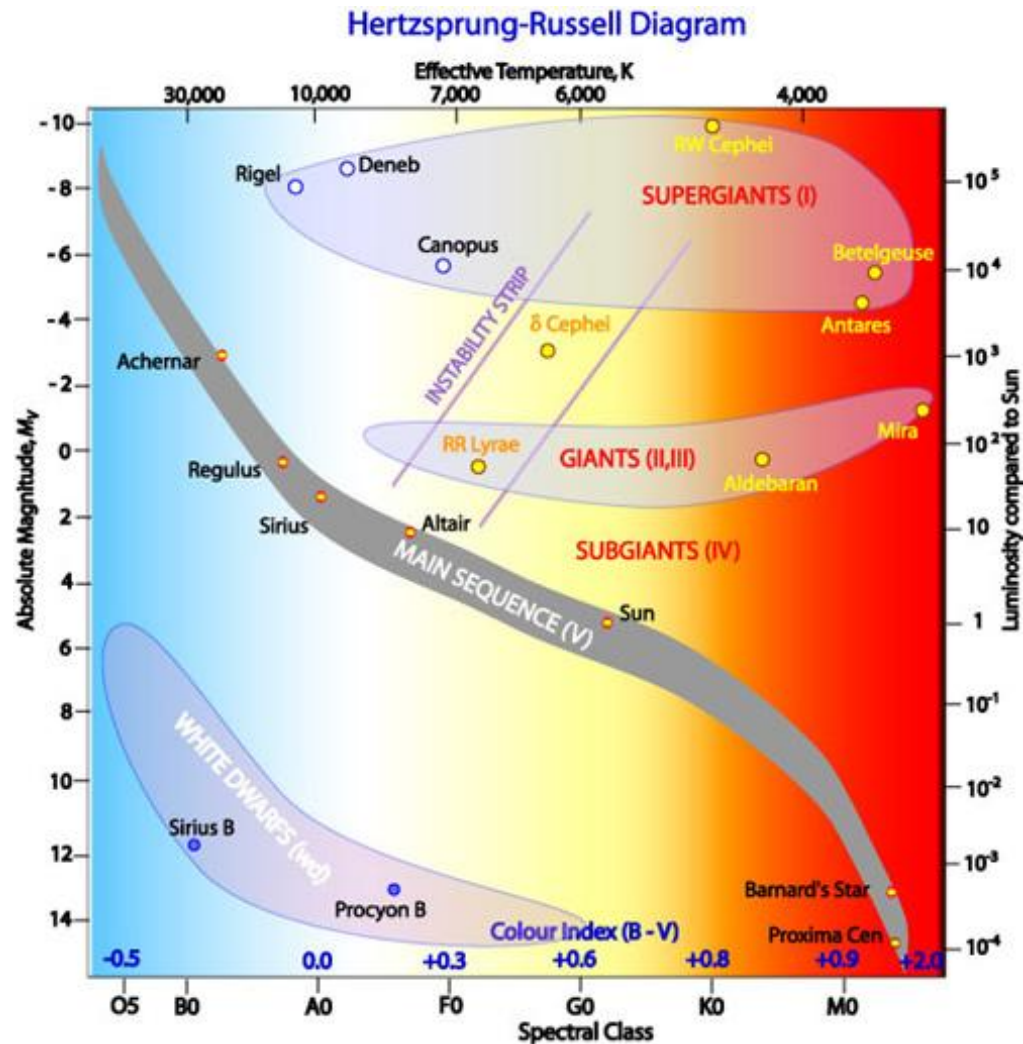


Enanas blancas.

Éstas son el destino final de las estrellas como el Sol (mayoría de estrellas).

Durante esta fase, la estrella llega a tener un tamaño muy pequeño y una densidad grandísima.

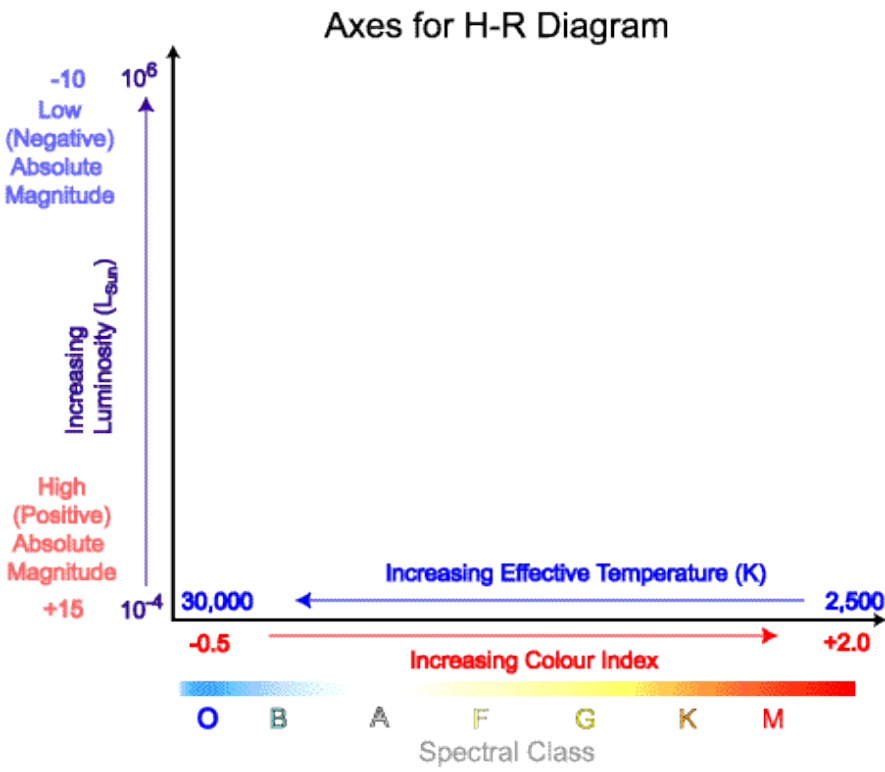
A medida que pasa el tiempo, las enanas blancas se desplazan cada vez más y más hacia la derecha y hacia abajo en el diagrama, debido a su pérdida constante de luminosidad y temperatura hasta llegar a formar una enana negra.



El eje horizontal mide dos escalas que, en realidad, se pueden resumir en una sola.

Podemos observar una escala de la temperatura superficial de las estrellas en grados kelvin, que va desde las temperaturas más altas hasta las temperaturas más bajas (de izquierda a derecha).

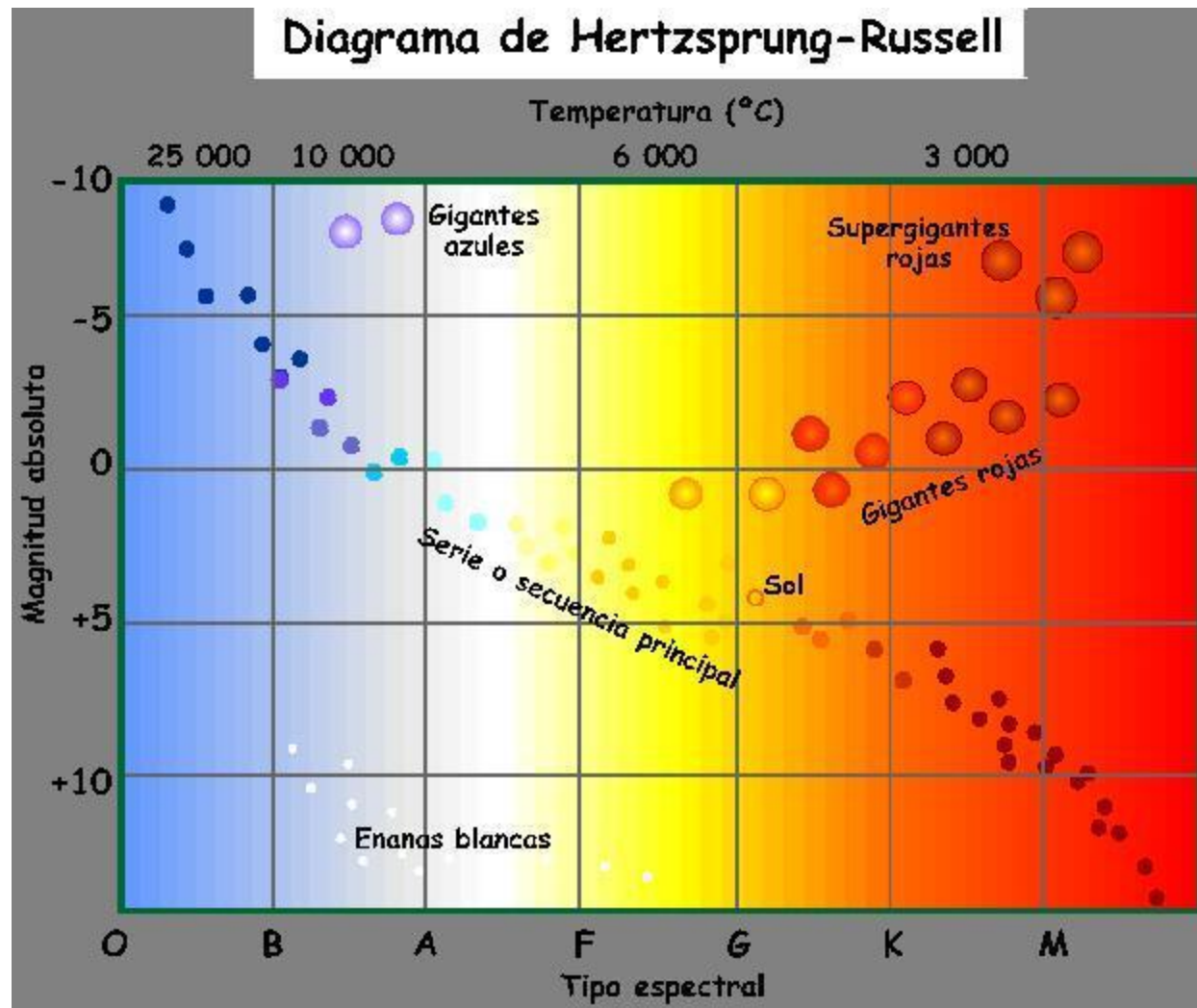
También vemos algo diferente, una serie de secciones marcadas cada una con una letra: O, B, A, F, G, K, M. Esto es el tipo espectral, es decir, el color de la estrella (que va desde el color azul al rojo).



Ambas escalas indican básicamente lo mismo y concuerdan entre sí, ya que el tipo espectral está determinado por la temperatura superficial: A medida que aumenta la temperatura de una estrella, su color también cambia (como si de un metal en una fragua se tratara) yendo desde el rojo a un tono azulado, pasando antes por tonos naranjas, amarillos y blancos.



En el diagrama puede apreciarse fácilmente a qué temperaturas equivale cada color.



Las 2 variables, temperatura y color de las estrellas están mostrando esencialmente la misma cosa.

El tipo espectral estelar, es conocido también como Clasificación espectral de Harvard

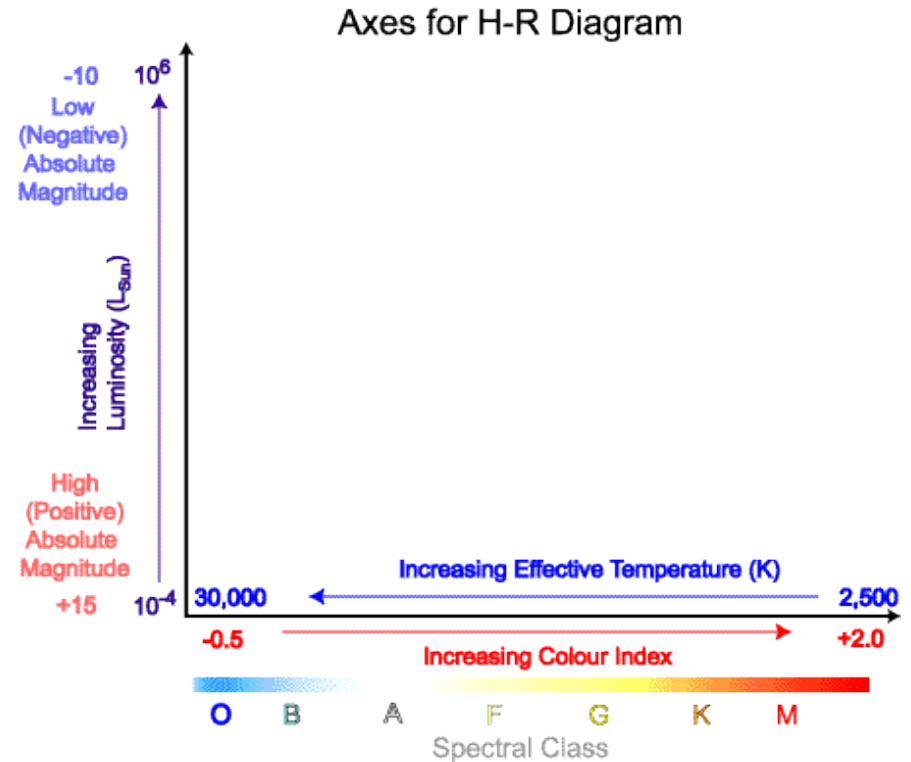
Clase	Temperatura	Color Convencional	Masa	Radio	Luminosidad	Líneas de absorción
O	28 000 - 50 000 K	Azul	60	15	140 000	Nitrógeno , carbono , helio y oxígeno
B	9600 - 28 000 K	Blanco azulado	18	7	20 000	Helio, hidrógeno
A	7100 - 9600 K	Blanco	3,1	2,1	80	Hidrógeno
F	5700 - 7100 K	Blanco amarillento	1,7	1,3	6	Metales : hierro , titanio , calcio , estroncio y magnesio
G	4600 - 5700 K	Amarillo	1,0	1,0	1,0	Calcio, helio, hidrógeno y metales
K	3200 - 4600 K	Amarillo anaranjado	0,8	0,9	0,4	Metales y óxido de titanio
M	1700 - 3200 K	Rojo	0,3	0,4	0,04	Metales y óxido de titanio

El eje vertical, mide el mismo concepto, aunque expresado con diferentes escalas:

Se mide la luminosidad tomando como referencia al Sol (al que se le asigna el valor 1), facilitando así una identificación de la luminosidad del resto de estrella.

La zona superior es la más luminosa y la inferior la menos luminosa.

También tiene una forma de medir la luminosidad algo más exacta: mediante la magnitud absoluta, un concepto que explicaremos a continuación.



Si miramos a las estrellas, vemos que unas brillan mas que otras.

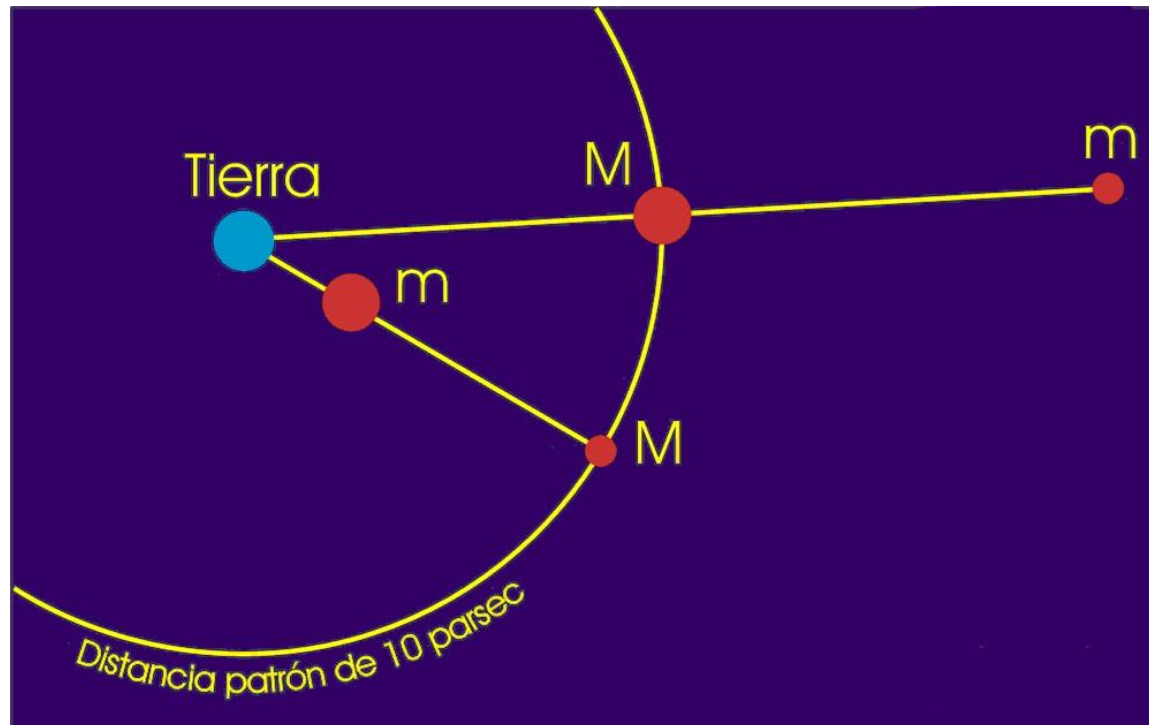
En muchas ocasiones esto se debe a que están a diferentes distancias.

Esto es lo que llamamos la magnitud aparente.

Pero la magnitud aparente no representa la luminosidad real de la estrella y, por tanto, no puede usarse en una escala como la que hay en el diagrama de Hertzsprung-Russell.

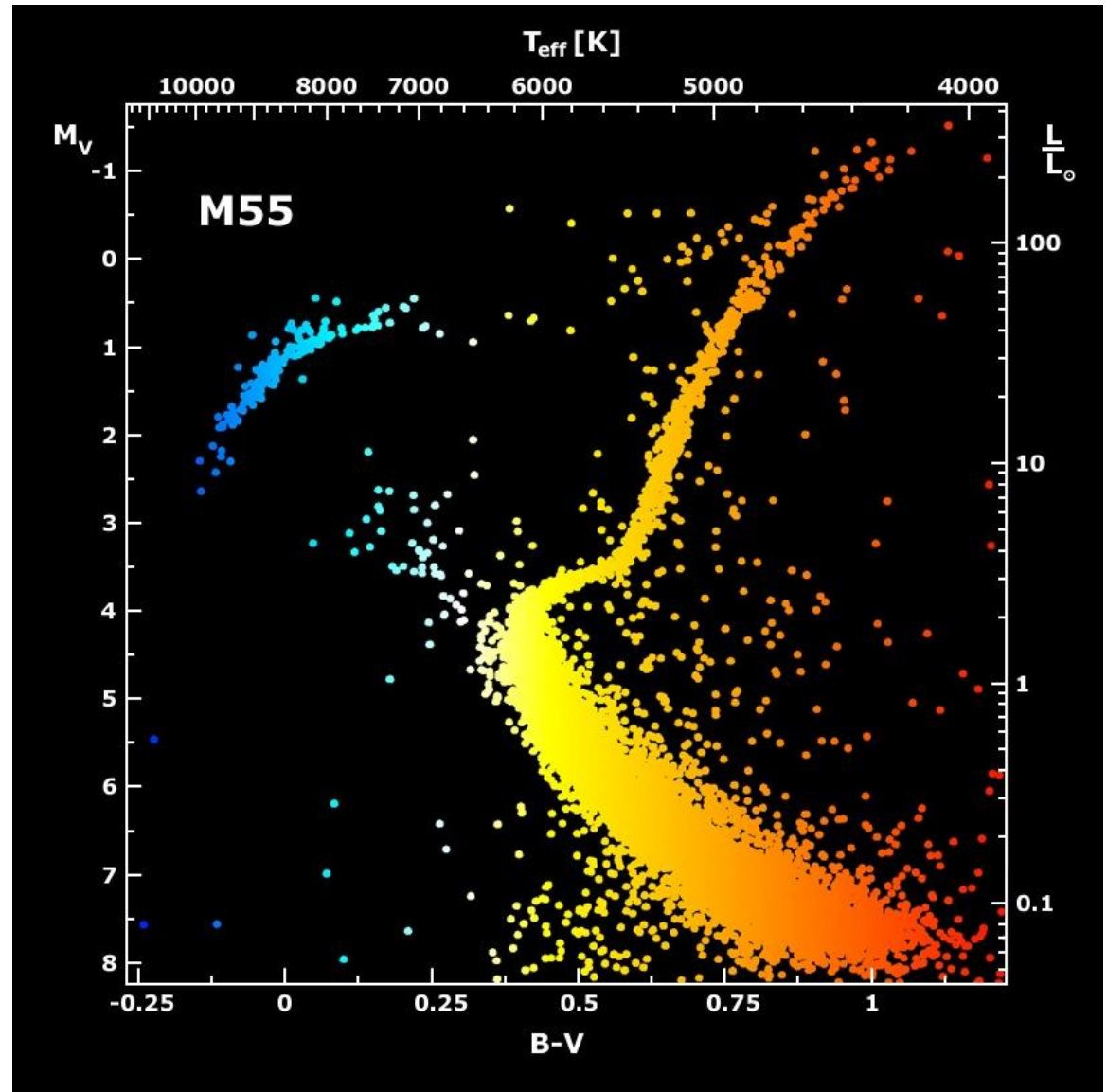
Por eso se usa la magnitud absoluta, o lo que es lo mismo, la magnitud aparente que tendría una estrella a diez parsecs de distancia (32.6 años luz).

Ahora las estrellas estarían todas a la misma distancia y, por tanto, la magnitud aparente se convertiría en la luminosidad real de la estrella.



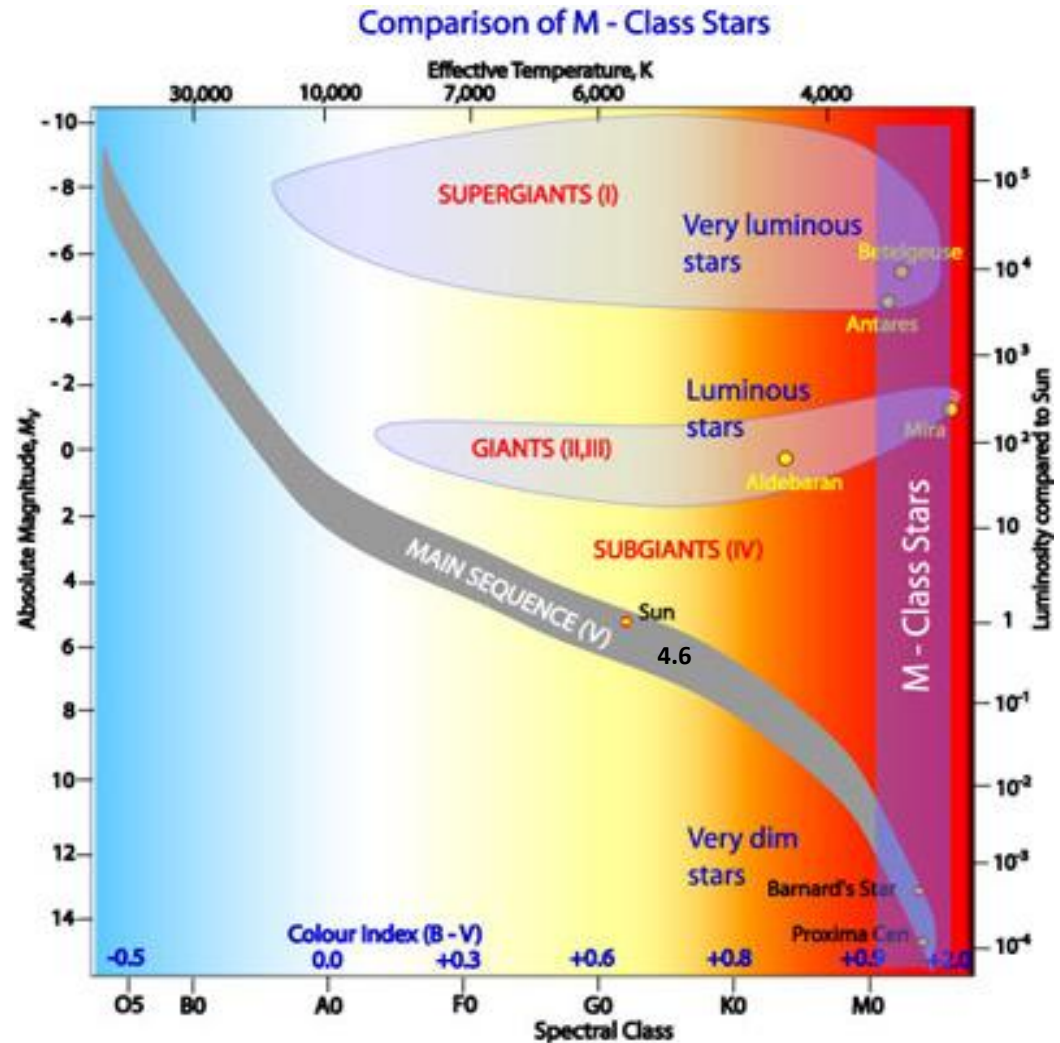
En algunas circunstancias, cuando trazamos el diagrama HR de un cúmulo abierto o globular, la magnitud aparente puede ser utilizada en lugar de magnitud absoluta.

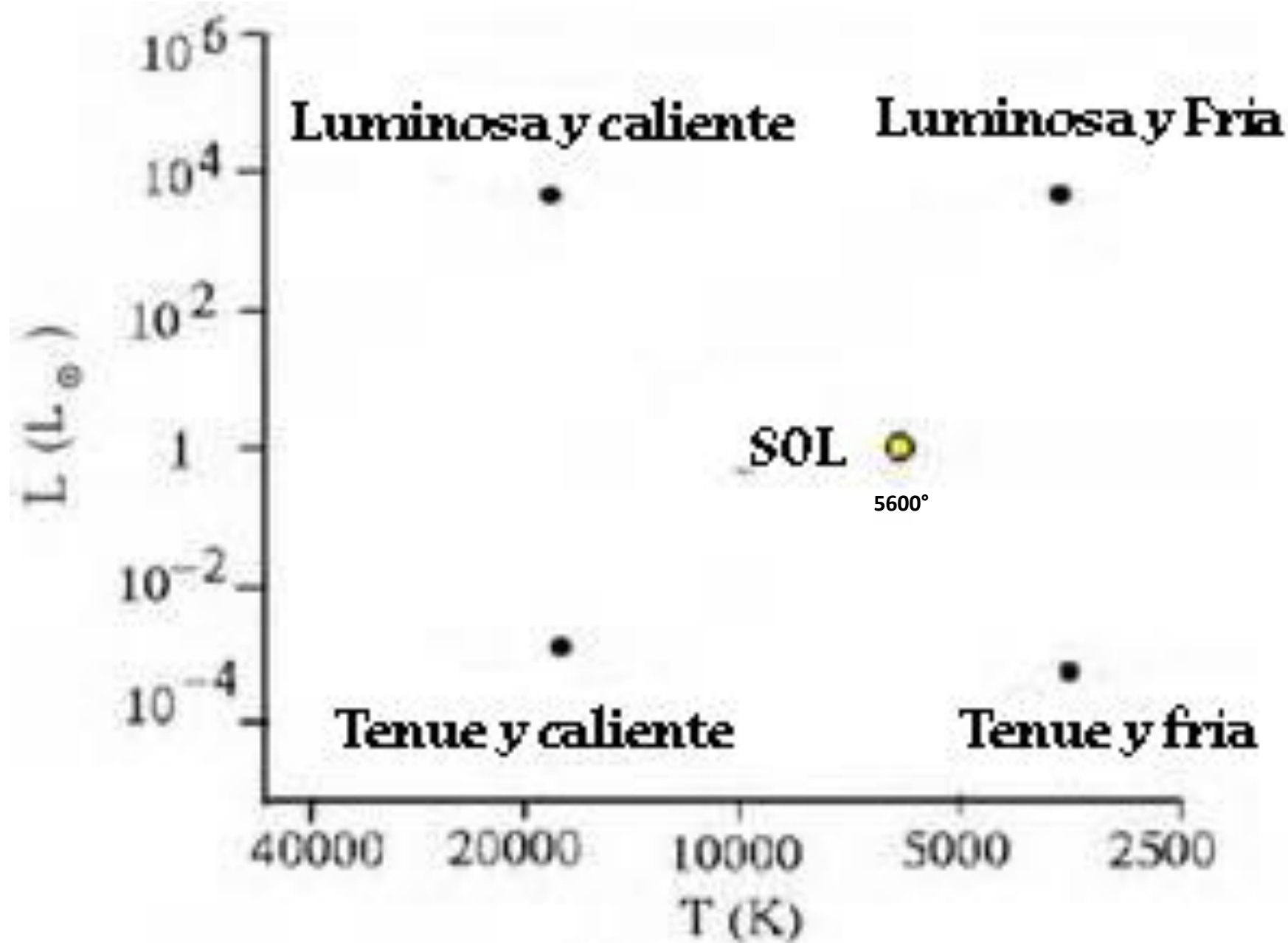
Esto se debe a que todas las estrellas del cúmulo están efectivamente a la misma distancia de nosotros, por lo tanto cualquier diferencia en magnitud aparente se deben a la diferencia real en la luminosidad.



Un punto a considerar al utilizar magnitud absoluta es de recordar que la más baja o más negativa la magnitud absoluta, la más luminosa que es la estrella.

Por tanto, las estrellas más brillantes aparecen en la parte superior del diagrama HR con el eje vertical que tiene el valor más negativo.





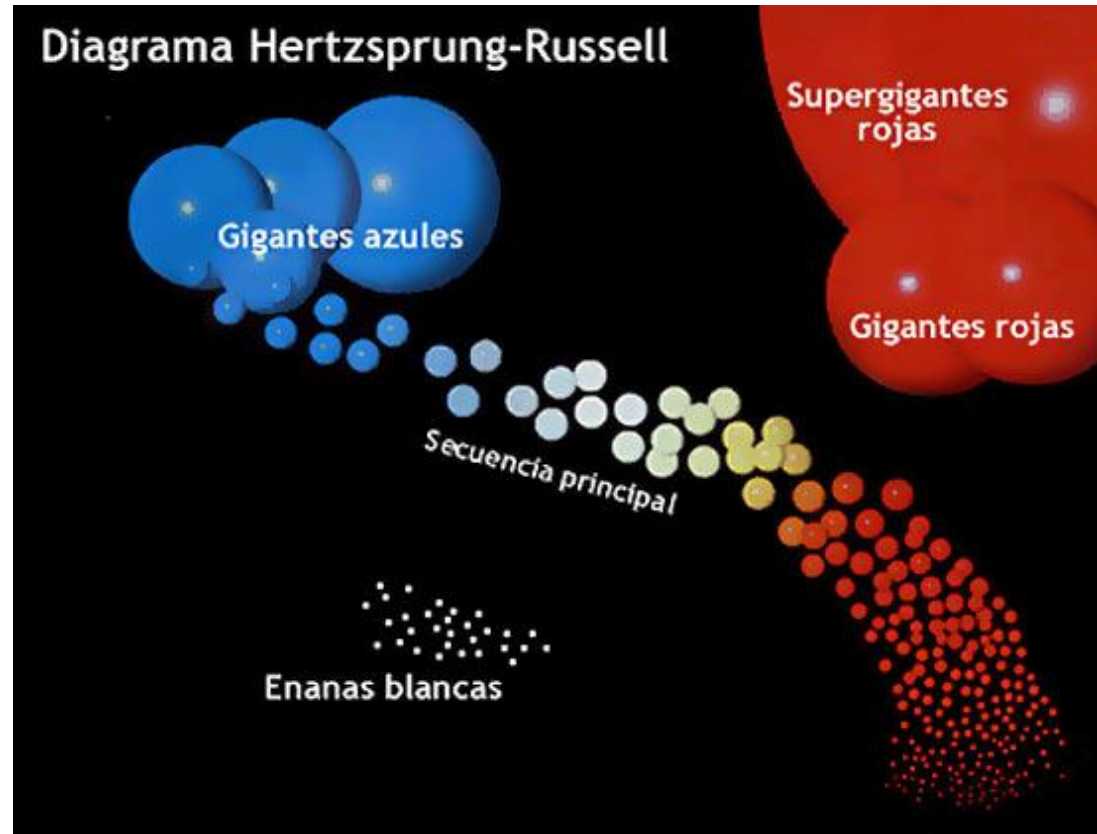
Las investigaciones más modernas están ahora centrándose en los extremos del gráfico.

En un extremo, el inferior derecho y más allá, se está investigando sobre las enanas marrones, estrellas ligeras e incapaces de llevar a cabo la fusión de hidrógeno en su núcleo.

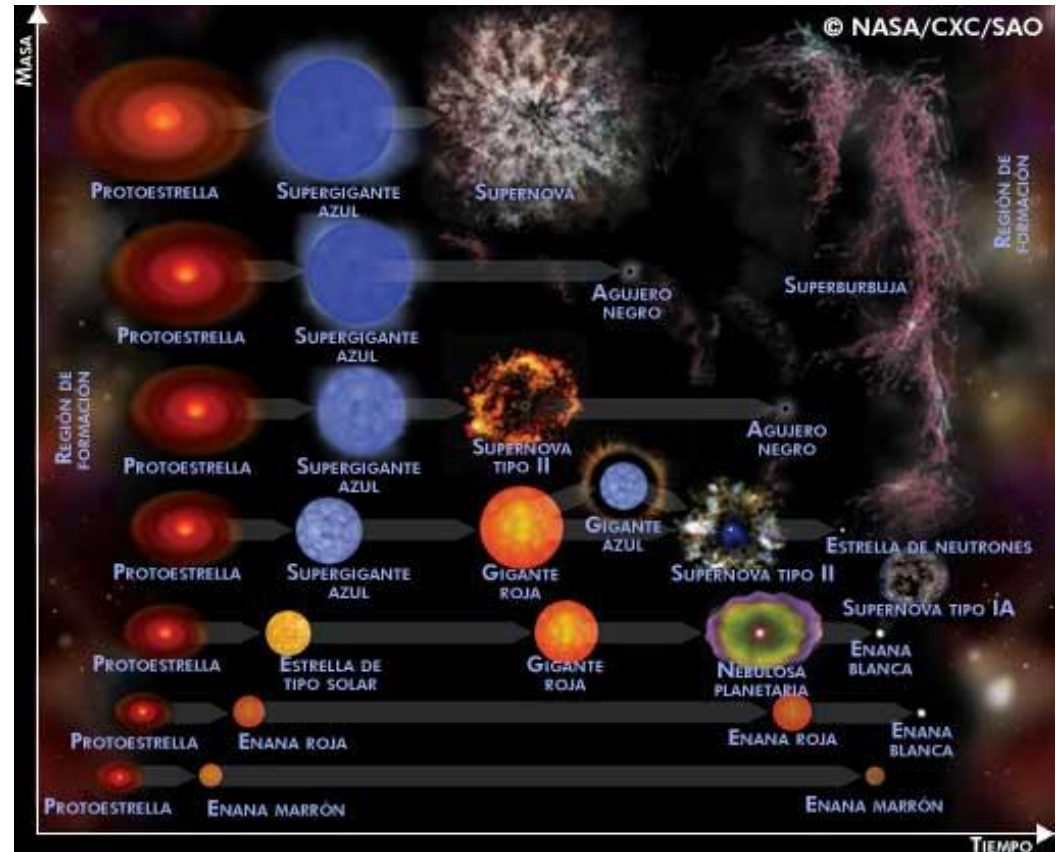
En el otro extremo, el superior izquierdo, se investiga sobre las estrellas masivas y sobre cuan grandes pueden ser.

Algunas estimaciones indicaban que el límite de masa no podría superar las 150 masas solares, pero se cree que las primeras estrellas del cosmos tuvieron un tamaño mucho mayor.

R136a1 = 265 masas solares. Wolf Rayer en la Nebulosa Tarántula



Además de utilizarse para diferenciar tipos de estrellas, también sirve para estudiar la evolución estelar.



Cuando una estrella nace a partir del colapso gravitacional de una nube de gas y las primeras reacciones nucleares comienzan en su centro, se posicionan rápidamente en la secuencia principal.

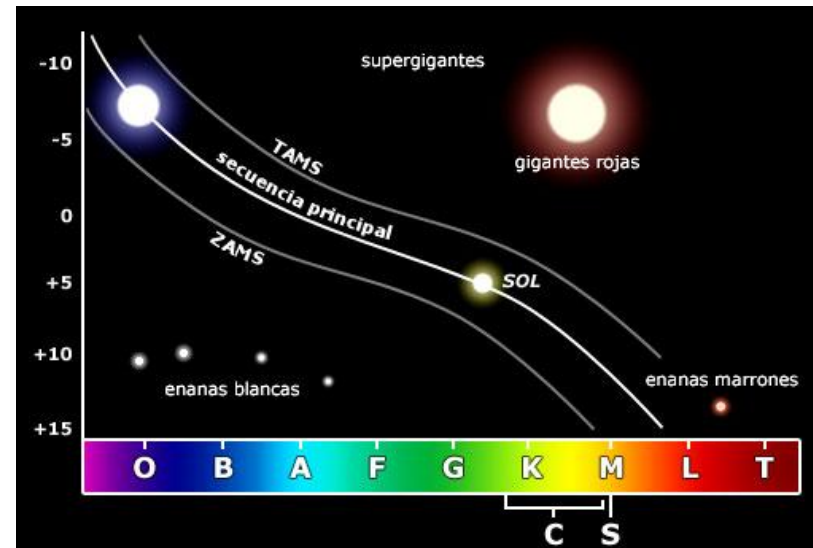
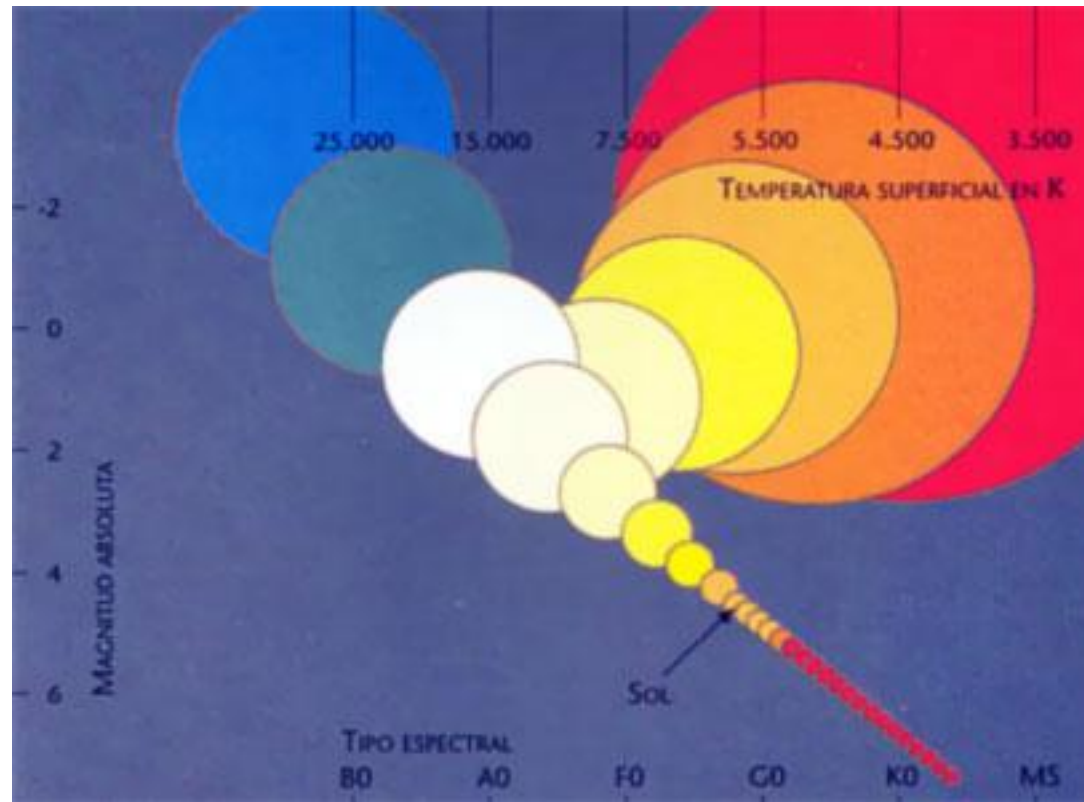
Zams: Zero age main secuencia

Tams: Terminal age main secuencia

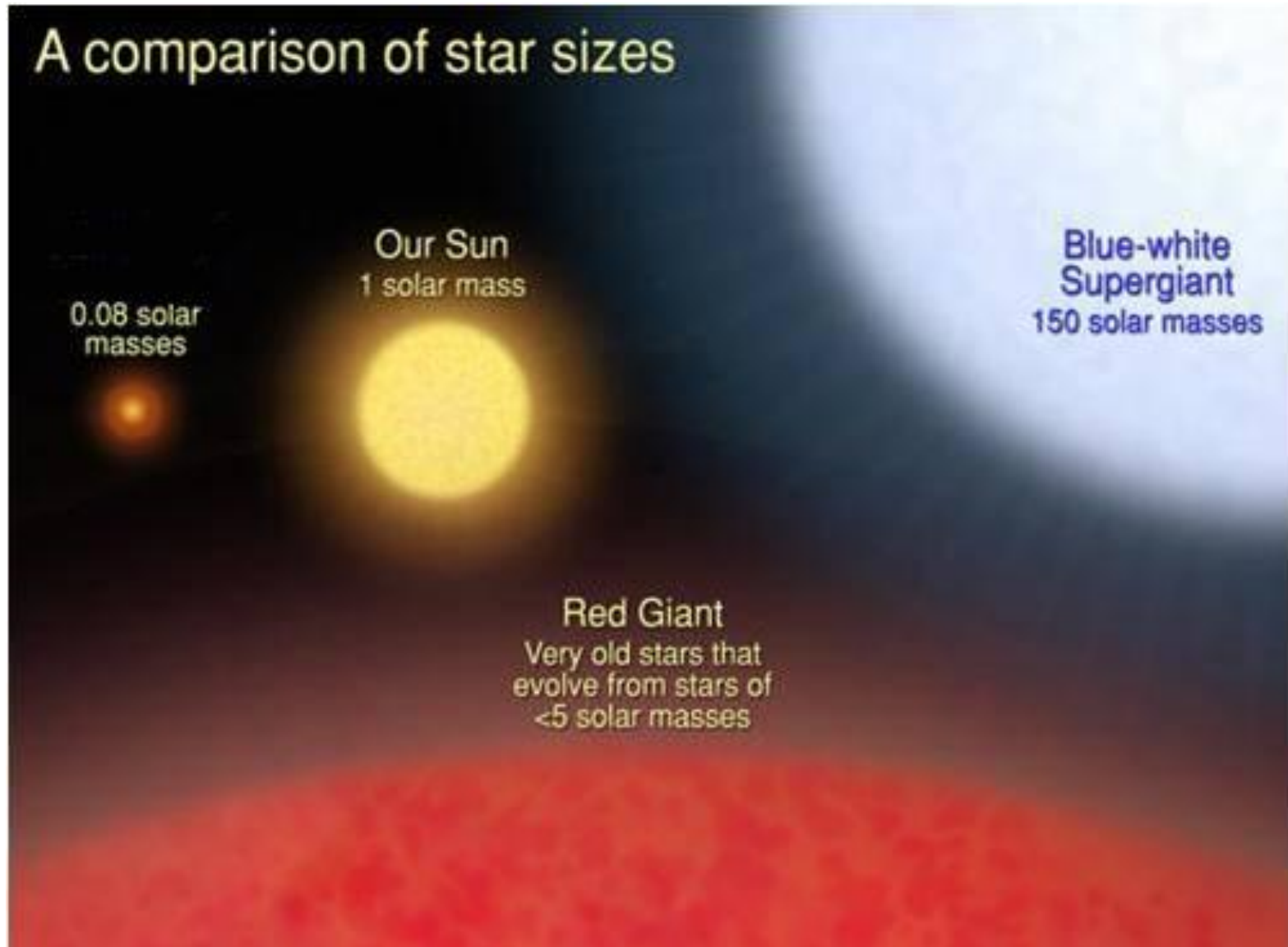
La estrella puede entonces describirse como un sistema en equilibrio entre la gravedad (fuerza de atracción en dirección del centro de la estrella) y la presión del gas y de la radiación (que empuja hacia el exterior).

Cuanto más masiva es la estrella, mas caliente y luminosa es (en la parte superior y a la izquierda del diagrama).

Cuanto más pequeña más abajo se encuentra, a la derecha del diagrama.



**Estrellas de menos de 0.08 masas solares: Enana marrón.
No hay fusión nuclear.**



Evolución de las estrellas con poca masa (mas de 0.08 hasta 0.5 masas solares).

Son también llamadas enanas frías, no hay fusión de elementos pesados después de la fusión del hidrógeno.

El envoltorio de la estrella se dilata y se enfría: la estrella se vuelve una gigante roja.

El tiempo de vida de estas estrellas en la secuencia principal es superior a la edad actual del Universo (alrededor de 14 mil millones de años).

Los modelos de evolución estelar prevén que estas estrellas terminarán como enanas blancas de helio ... pero aún es demasiado pronto para poder observarlas.

Rango de masas		Fases evolutivas				Destino final
Masa baja:	De 0.08 a 0.5 Msol	Sec. Principal	SubGigante	Gigante Roja		?

Evolución de las estrellas de masa (Entre 0.5 y 9 masas solares).

Comienzan con la fusión del hidrógeno en helio.

La fusión del H continuará en la capa que rodea al núcleo, el cual va creciendo. Su propio peso provoca su contracción, la temperatura central aumenta y comienza la fusión del He.

Los núcleos de He se combinan entre sí para formar elementos más pesados: C, N y O, son las llamadas reacciones CNO.

El envoltorio de la estrella se dilata y se enfría: la estrella se vuelve una gigante roja.

La estrella termina en nebulosa planetaria con la formación en el centro de una enana blanca de carbono y oxígeno.

Rango de masas		Fases evolutivas				Destino final
Masa intermedia	De 0.5 a 9 Msol	Sec. Principal	SubGigante	Gigante Roja		Nebulosa Planetaria + Enana Blanca

Evolución de las estrellas más masivas

A partir de la secuencia principal, los elementos cada vez más pesados se fusionan en el núcleo de la estrella.

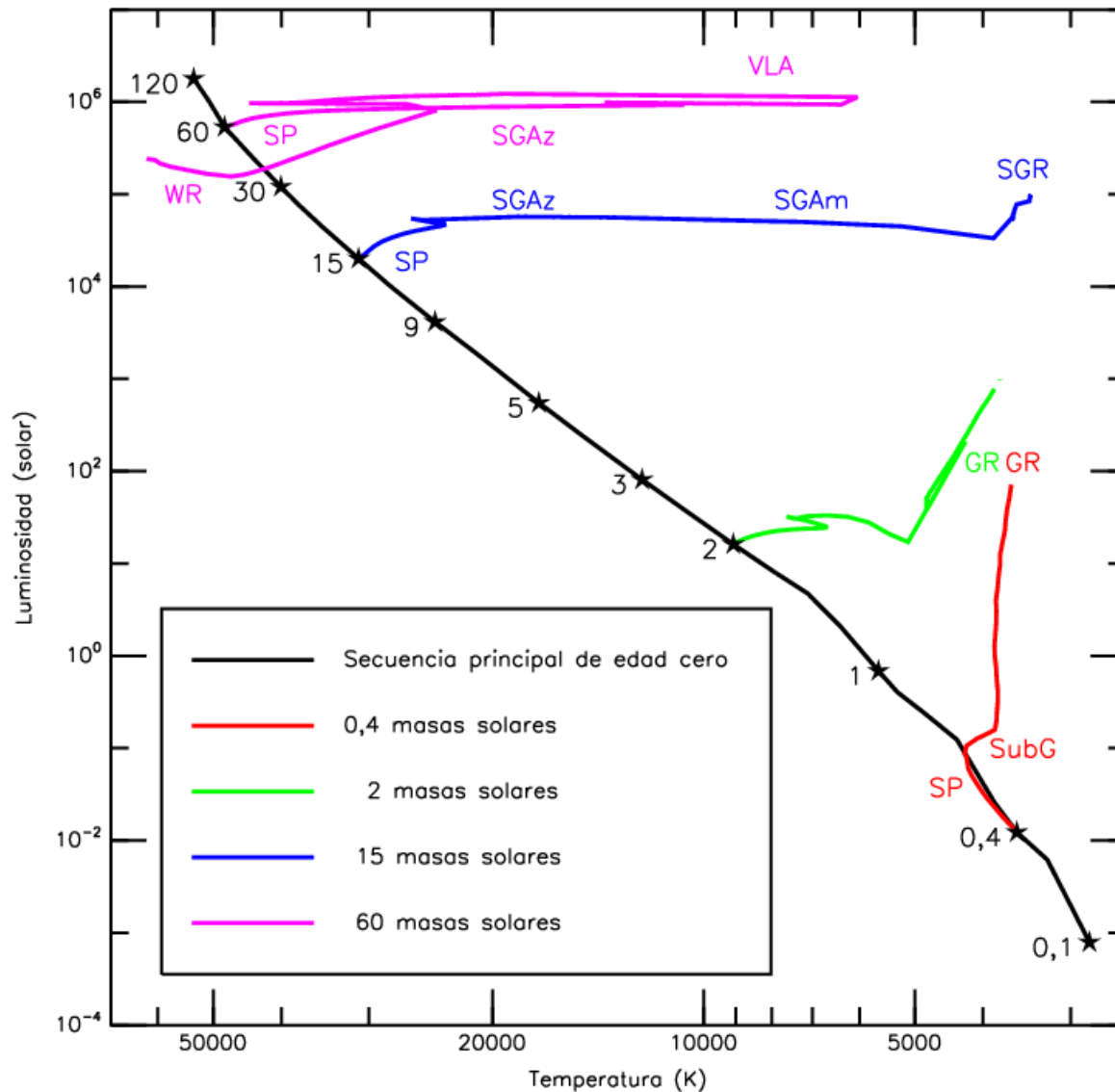
Los elementos menos pesados continúan fusionándose en capas, enriqueciendo las capas más profundas con productos de la fusión.

Cuando el núcleo de hierro alcanza la masa límite de Chandrasekhar, colapsa.

El vacío creado aspira la materia de la estrella que rebota y crea una onda de choque que expulsa con violencia todas las capas externas : es una supernova de tipo II.

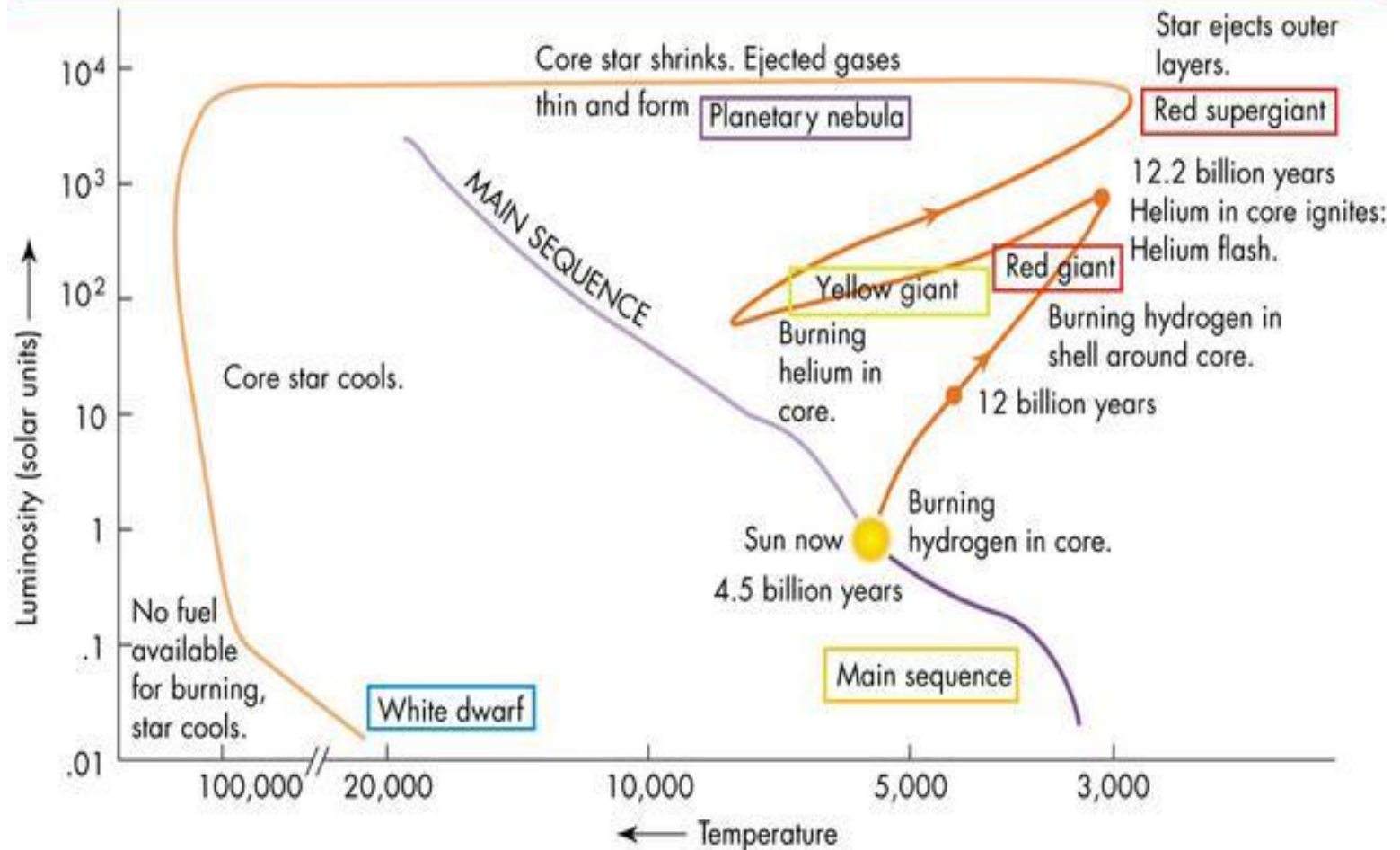
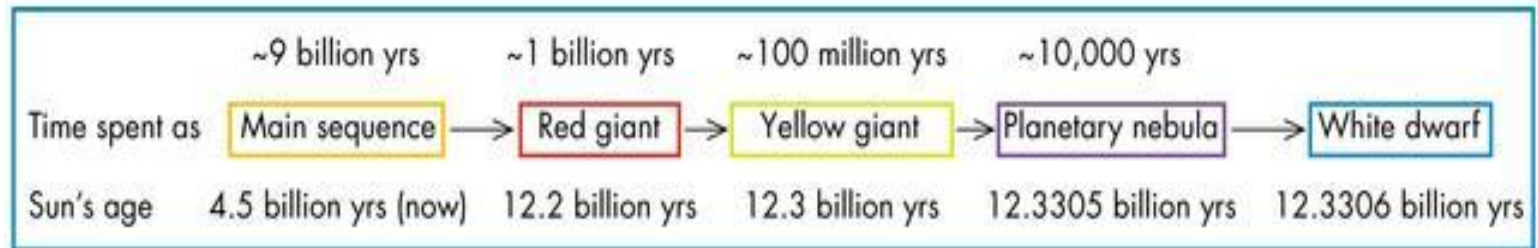
El núcleo de hierro colapsa y forma una estrella de neutrones o en un agujero negro según su masa.

Rango de masas		Fases evolutivas				Destino final
Masa elevada:	Hasta 9 a 30 Msol	Sec. Principal	SuperGigante Azul	Super Gigante Amarilla	Super Gigante Roja	Super Nova + Estrella de Neutrones
Masa muy elevada:	Mas de 30 Msol	Sec. Principal	SuperGigante Azul	Variable Luminosa Azul	Wolf Rayet	Super Nova +/Brote de Rayos Gama + Agujero Negro



La rapidez de la evolución y de las diferentes fases de fusión nuclear depende de la masa y de la composición química inicial. Una estrella de 1 masa solar pasará 10 mil millones de años en la secuencia principal, contra 20 a 30 mil millones para una estrella de un décimo de la masa solar y algunos pocos millones de años para estrellas muy masivas 60 veces la masa solar.

Evolución de estrellas de masa intermedia (Sol)



El límite de Chandrasekhar es la máxima masa posible de una estrella fría estable. Si se supera este límite la estrella colapsará para convertirse en un agujero negro o en una estrella de neutrones.

En astrofísica, el límite de Chandrasekhar es el límite de masa más allá del cual la degeneración de electrones no es capaz de contrarrestar la fuerza de gravedad en un remanente estelar, produciéndose un colapso que origina una estrella de neutrones o un agujero negro.

Este límite equivale a aproximadamente 1,44 masas solares, y es la masa máxima posible en una enana blanca.

Si ésta superase el límite de Chandrasekhar, colapsaría para convertirse en una estrella de neutrones.

En 1935 el astrofísico indio Subrahmanyan Chandrasekhar, demostró que una estrella no formaría una enana blanca si su masa era mayor de 1,44 veces la masa del Sol, debido a que la temperatura del núcleo sería suficiente para iniciar la fusión de carbono. Si la masa de una estrella aumentaba más allá de este “límite de Chandrasekhar” de 1,44 masas solares después de haber colapsado para formar la enana blanca, la estrella menguaría aún más. La pérdida de energía potencial gravitatoria provoca un aumento de temperatura, y se inicia un proceso de fusión desbocada, creando una enorme explosión termonuclear que destroza la estrella en segundos.

Lo que establece ese límite atañe directamente a las estrellas moribundas, es decir, a aquellas que ya han agotado la reserva de combustible nuclear que les ha permitido durante millones o miles de millones de años mantenerse estables al lograr un equilibrio entre la fuerza de su energía y la gravedad. Cuando una estrella poco masiva deja de arder y se comprime por efecto de la gravedad, puede terminar sus días convertida en una [enana negra](#), el destino que espera a la mayoría de soles, incluido el nuestro. Sin embargo, si la masa supera el Límite de Chandrasekhar, el final es muy diferente y se produce un colapso imparable que puede conducir a la formación de un agujero negro tras pasar por las etapas de [enana blanca](#) y [estrella de neutrones](#).

Las estrellas más luminosas también tienden a ser las más masivas. Suelen ser estrellas Wolf-Rayet, lo que significa que están calientes y se deshacen en una gran cantidad de masa en sus fuertes vientos estelares. Las estrellas más luminosas son las que viven más rápido y mueren jóvenes.

La estrella que tiene el título de ser la más luminosa es la llamada R136a1. Su descubrimiento fue anunciado en 2010. Es una estrella Wolf-Rayet con una luminosidad alrededor de 8,7 millones de veces la luminosidad del Sol y una masa de aproximadamente 265 veces la del sol. Llego a tener la masa de 320 soles, pero poco a poco se va perdiendo.

GRACIAS

