

LFIS223

Astronomía General

Mónica Zorotovic

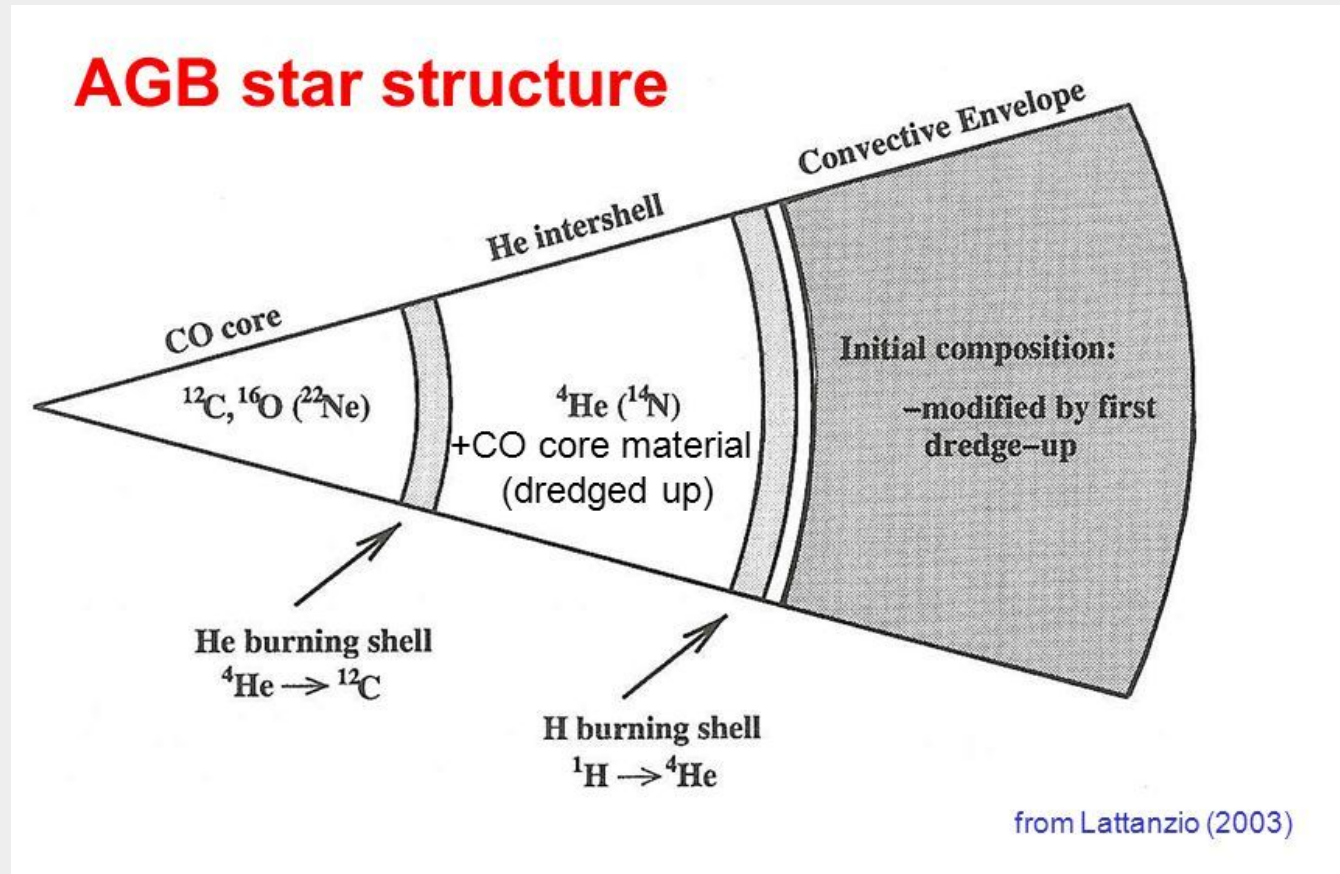
Tema 6

c) Etapas finales de evolución

d) Remanentes

23/10

Early AGB



→ Al agotarse el Helio en el núcleo y entrar a la AGB (**early AGB**) se prende una capa de quema de Helio alrededor del núcleo, y empuja hacia afuera (enfría) la zona que quemaba H. La apaga o vuelve muy ineficiente.

Domina la quema de He en la capa alrededor del núcleo

Pulsos Termales en la AGB

→ La capa de quema de He se va agotando y debilita → entra en la **TPAGB: quema de H en una capa domina la mayor parte del tiempo**

→ la quema de H agrega más He a la capa bajo ella, y la zona rica en He se va comprimiendo y calentando.

→ Capa rica en He, extremadamente delgada, se enciende de manera explosiva (porque no alcanza a expandirse al ser muy delgada) en un “**flash de Helio en capa**” → PULSO TERMAL

Los pulsos se repiten decenas a cientos de veces, expulsando de a poco toda la envoltura.

Pulsos Termales en la AGB

En cada flash se empuja hacia afuera la capa de H, volviendola poco activa o incluso apagándola → Baja la luminosidad, baja la presión de radiación, la envoltura se contrae (baja R) y se calienta.

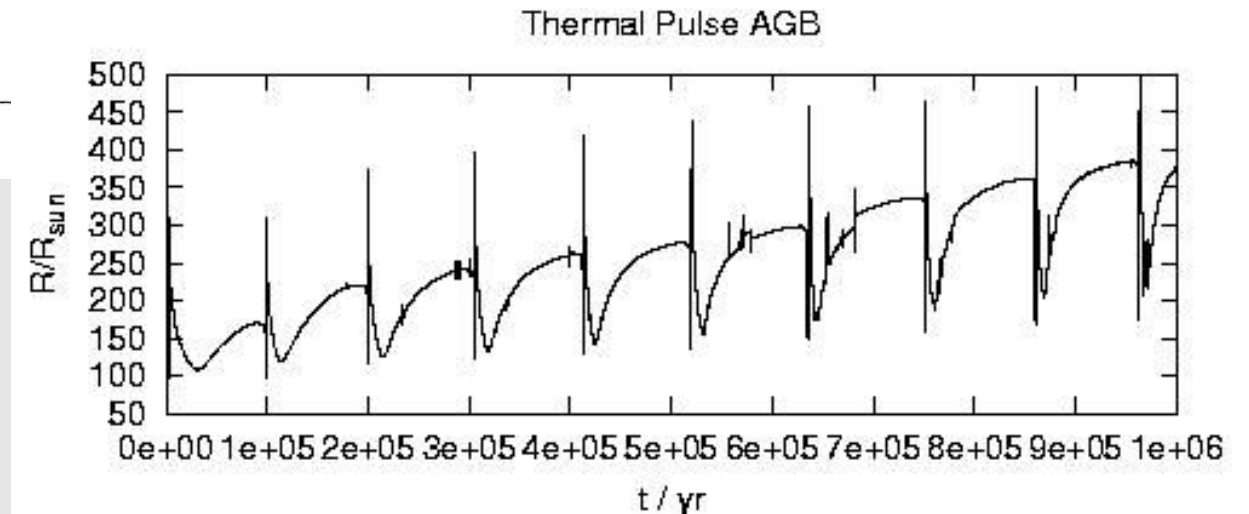
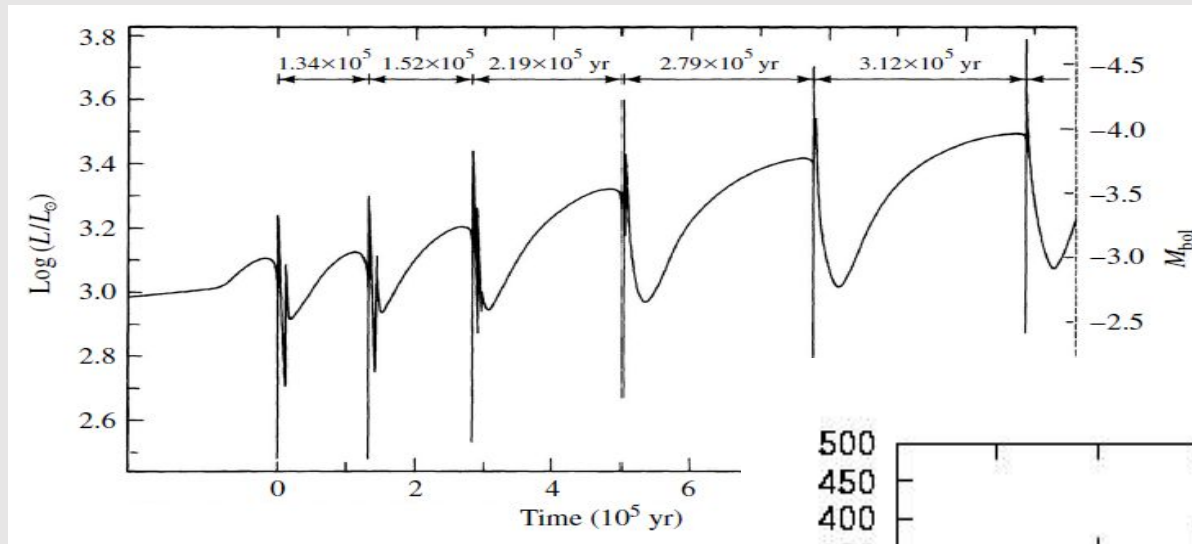
El flash de He es corto y rápidamente la tasa de quema de He baja → la capa de H vuelve hacia zonas más internas, se reactiva (vuelve a dominar), aumentando lentamente la luminosidad y el radio, y agregando más He hacia la zona bajo esta capa... hasta que viene otro flash y el proceso se repite

Es similar al flash de He en el núcleo para estrellas de baja masa, pero menos energético, y repetitivo

Flashes de Helio en capas

El flash empuja la capa de quema de H hacia afuera apagándola (o casi)

→ L y R bajan porque la capa de quema de H generaba más energía que la que quema He.



En promedio evoluciona hacia luminosidades y radios mayores

Pulsos Termales en la AGB

La estrella ahora es **inestable** y experimenta un ciclo complicado de pulsos térmicos.

La combustión se alterna entre las capas de H y He.

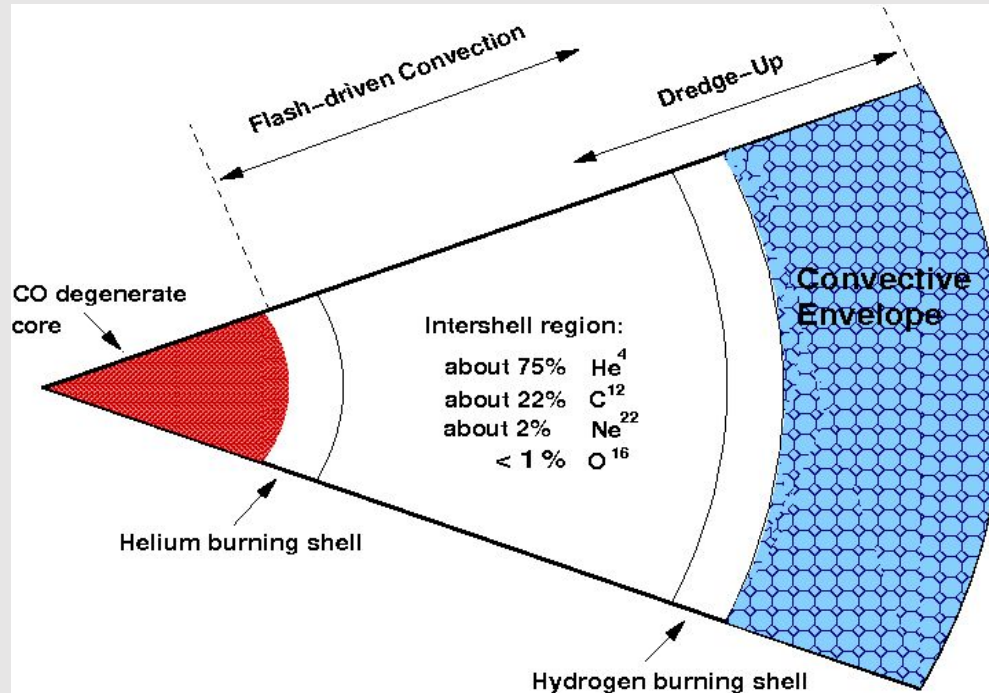
Una estrella AGB puede experimentar **muchos de estos pulsos térmicos** (de decenas a cientos antes de que la envoltura se erosione por la pérdida de masa).

La duración de un pulso térmico es típicamente de **10^4 - 10^5 años**.

Las **variables de período largo** (LPV) y las estrellas de tipo **Mira** son estrellas AGB pulsantes.

Tercer dragado

Durante los flashes, se establece una zona convectiva ENTRE la capa de quema de He y la de H (debido al rápido aumento del flujo).



La envoltura convectiva puede llegar hasta esa zona y traer material rico en C hacia la superficie

→ La razón entre O y C disminuye

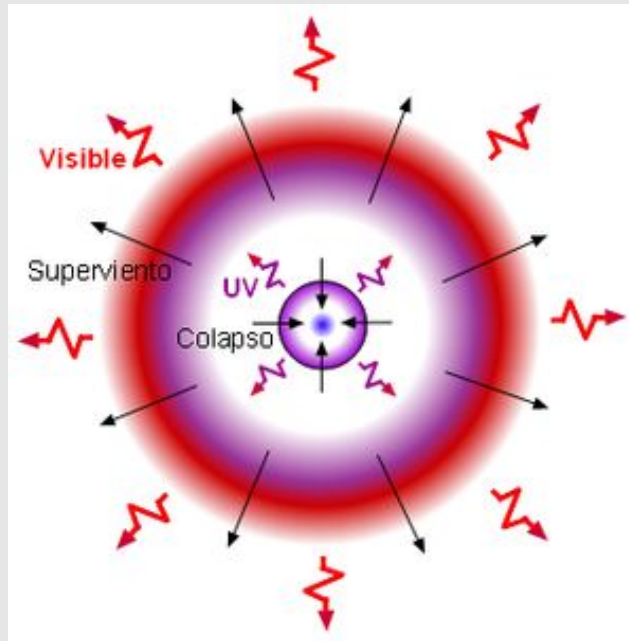
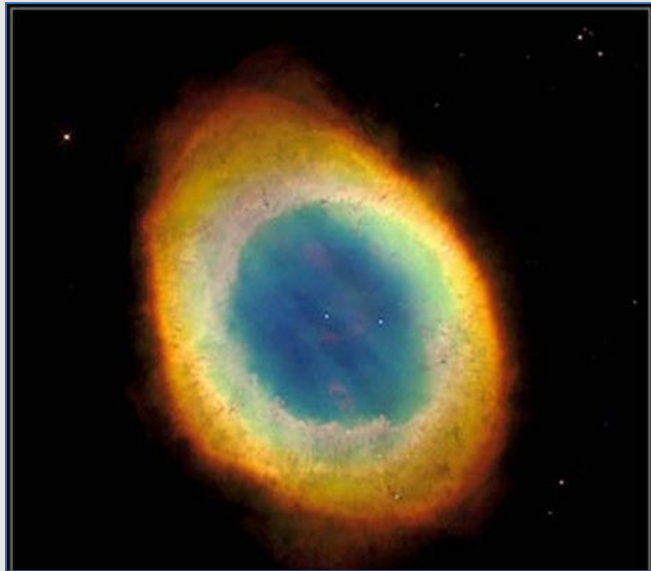
Expulsión de la Envoltura

Nebulosa Planetaria y Enana Blanca

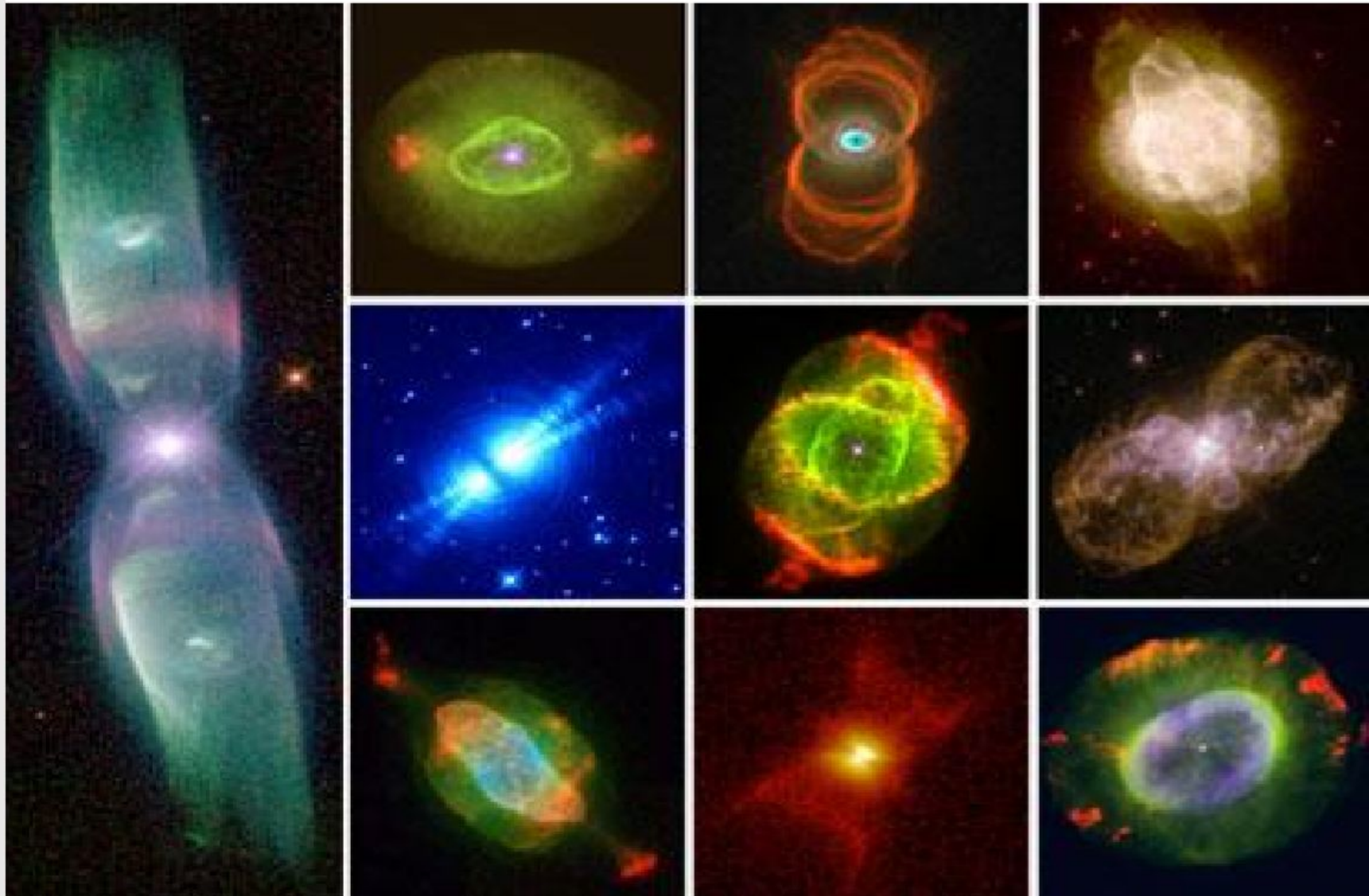
Para estrellas de baja masa, no se fusionará el C y O

Los pulsos termales en la TPAGB terminan por expulsar toda la envoltura y el núcleo se queda sin combustible y colapsa.

La envoltura expulsada es ionizada por la radiación UV que emite el núcleo caliente, y al enfriarse y recombinarse emite en el visible como **nebulosa planetaria** (predominan líneas de emisión)



cuando la energía liberada es suficiente
para expulsar las capas externas → **nebulosa planetaria**

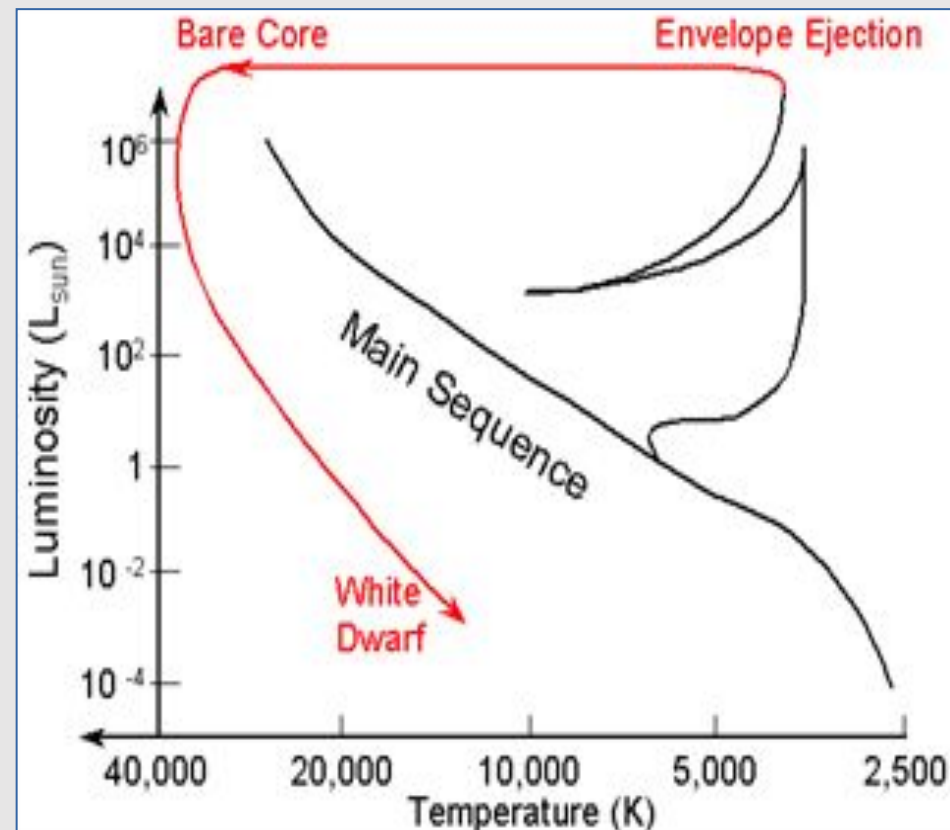


Fase de nebulosa planetaria: dura unos 100000 años, hasta que la envoltura se disipa

Estrellas de baja masa ($\lesssim 7-8M_{\odot}$)

Etapas finales de evolución

Tras la disipación de la envoltura nos queda solo el núcleo desnudo de la estrella, típicamente compuesto de Carbono y Oxígeno que se contrae y va enfriando para convertirse en una **Enana Blanca**



Estrellas masivas

Etapas finales de evolución

Si la estrella es masiva, el núcleo alcanza la temperatura para quemar los elementos más pesados antes de expulsar la envoltura (otro blue loop)

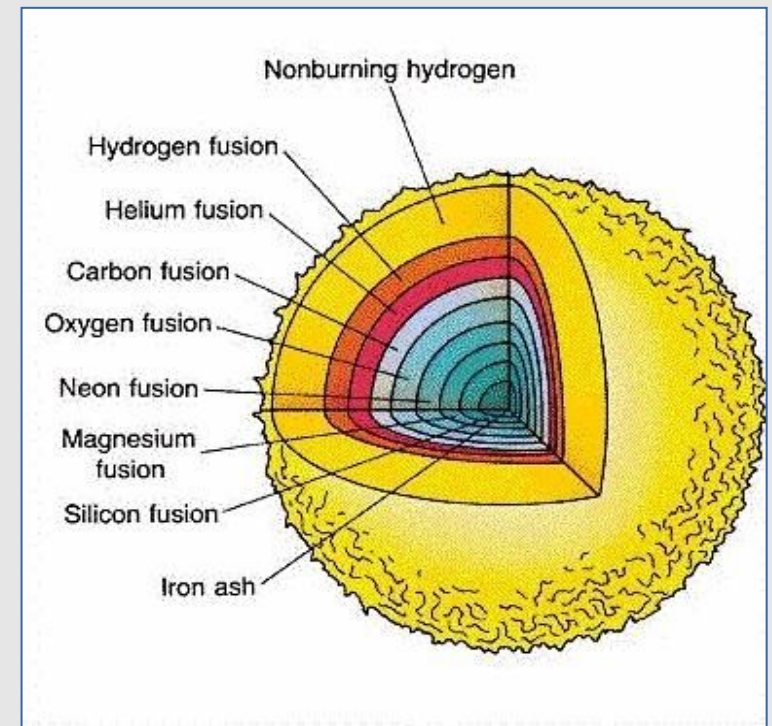
El C y O se fusionan para formar **Neón**, luego **Magnesio**, luego **Silicio** (cada elemento se quema a T más alta y más rápido)

Tenemos una estrella con una estructura de cebolla, con quema de distintos elementos en capas.

Si $M \lesssim 5-6M_{\odot}$, no encenderá el C. Terminará su vida como **enana blanca de C/O**

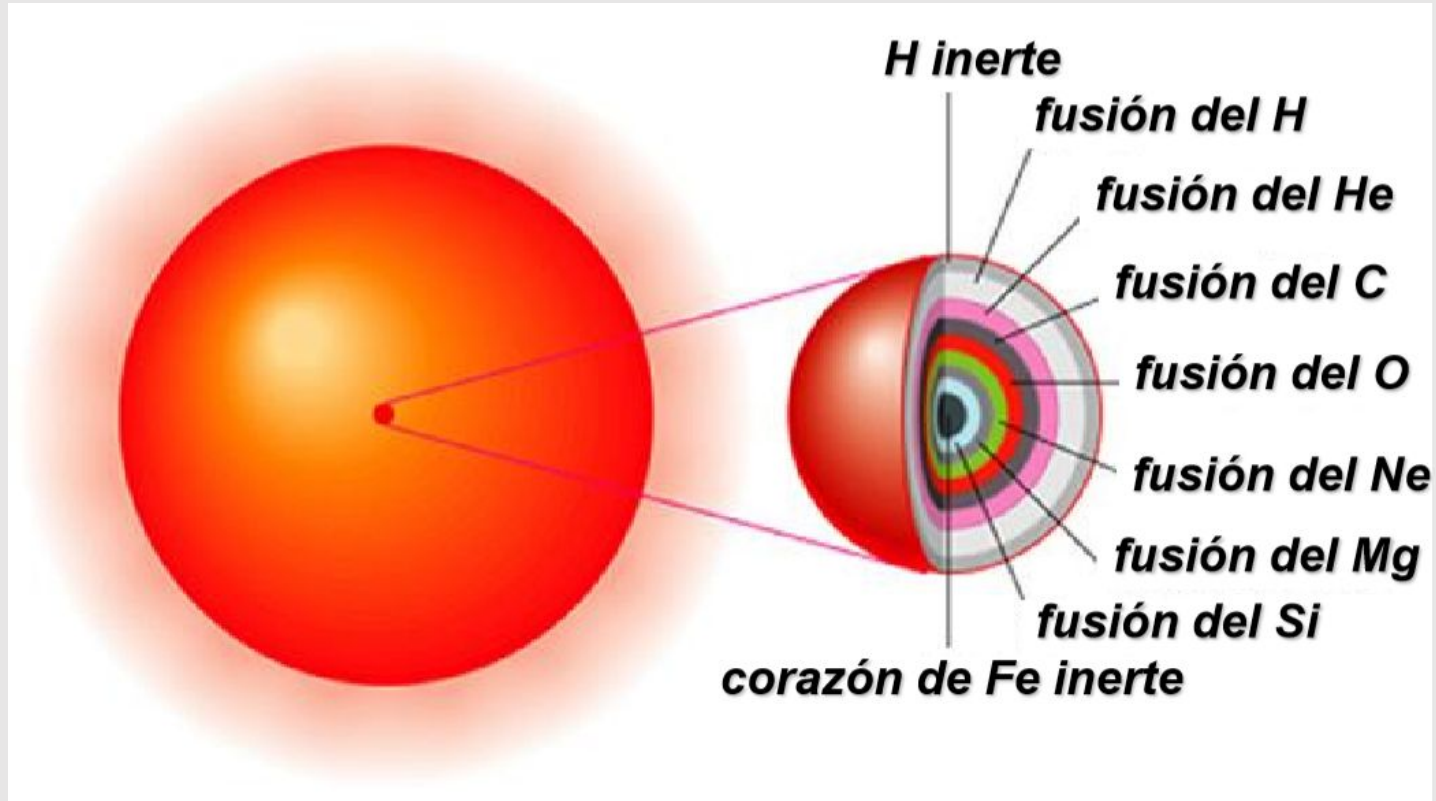
Si $5-6M_{\odot} \lesssim M \lesssim 8-10M_{\odot}$, sólo llegará hasta el Magnesio (no logra encenderlo) y terminará su vida como **enana blanca de O/Ne/Mg**

Si $M \gtrsim 8-10M_{\odot}$ logrará llegar hasta la quema de Silicio, y tendremos un **núcleo de Hierro**



Estrellas masivas

Etapas finales de evolución



El H, que es el elemento más liviano, flota hacia la superficie, formando la capa más externa, mientras que el hierro (Fe) que es el elemento más pesado, se hunde hacia el núcleo.

El núcleo de la estrella alcanza los $T=10^{10}$ K.

Estrellas masivas

Tiempos de vida

Para una estrella de $25M_{\odot}$

Elemento que se quema en el núcleo	Tiempo que se quema
Hidrógeno	7×10^6 años
Helio	5×10^5 años
Carbón	600 años
Neón	1 año
Oxígeno	6 meses
Silicio	1 día

La fusión de Silicio para formar hierro es la última reacción nuclear en la cual se libera energía por fusión. Para fusionar elementos más pesados se necesita proveer a la estrella de energía (reacciones endotérmicas) por lo cual, al llegar al hierro, la fusión nuclear se detiene.

Remanentes

Como vimos, dependiendo de la masa de la estrella, T_c y ρ_c podrán aumentar lo suficiente para quemar elementos más pesados.

El remanente final depende de la masa:

Estrellas de muy baja masa ($M \lesssim 0.5 M_\odot$): T_c nunca sube lo suficiente para quemar He → Termina su vida como **enana blanca de He** (es especulación, esto necesita varias veces la edad del universo para suceder).

Masa intermedia ($0.5 \lesssim M \lesssim 8 M_\odot$): La estrella quemará Helio pero no C → **Enana blanca de C/O** o en las más masivas ($7-8 M_\odot$) puede quemar C → **Enana blanca de O/Ne/Mg**

Estrellas muy masivas ($M \gtrsim 8-10 M_\odot$): Quemarán elementos cada vez más pesados hasta que núcleo se vuelva gravitacionalmente inestable (Hierro!) → **Core-collapse Supernova.**

Para estrellas más masivas

El Hierro es extremadamente estable y resistente a fusionarse. Cuando alcanza una masa crítica, el **núcleo de Hierro colapsa violentamente** emitiendo mucha energía y expulsando las capas externas

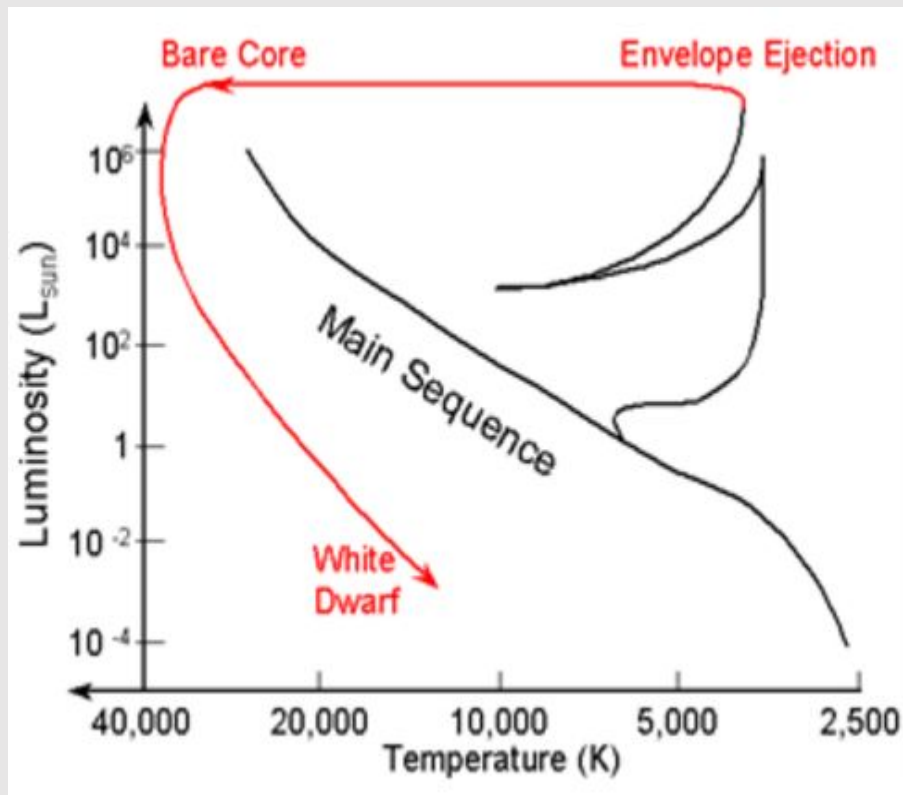
→ Explosión de Supernova



Dejará como remanente una **estrella de neutrones** o un **agujero negro** de masa estelar

Remanentes Estelares: Enanas Blancas

Tras la eyección de la envoltura en estrellas de $\lesssim 8\text{-}10M_{\odot}$, el núcleo de la estrella se contrae, convirtiéndose en un objeto muy denso y caliente llamado **Enana blanca**, el remanente más común de la evolución.

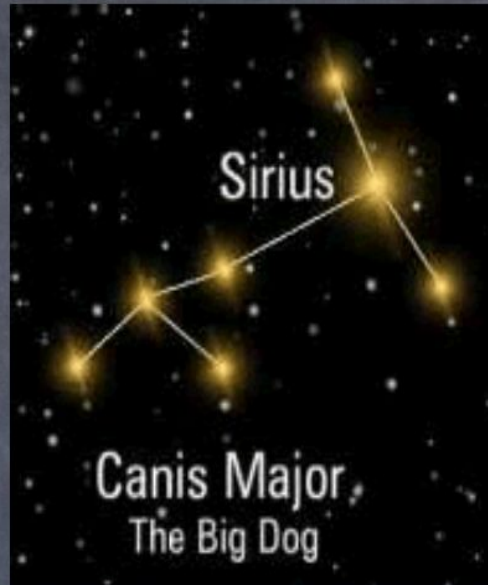


La densidad típica de las enanas blancas es:

$$\rho \approx 10^6 \text{ g/cm}^3$$

(Para el sol $\langle \rho \rangle \approx 1.4 \text{ g/cm}^3$)

Ejemplo: Sirio B



Sirio es una estrella binaria visual con una órbita bien estudiada

Las leyes de Kepler permiten derivar la masa de Sirio B:

$$\rightarrow M \approx 1.03 M_{\odot}$$

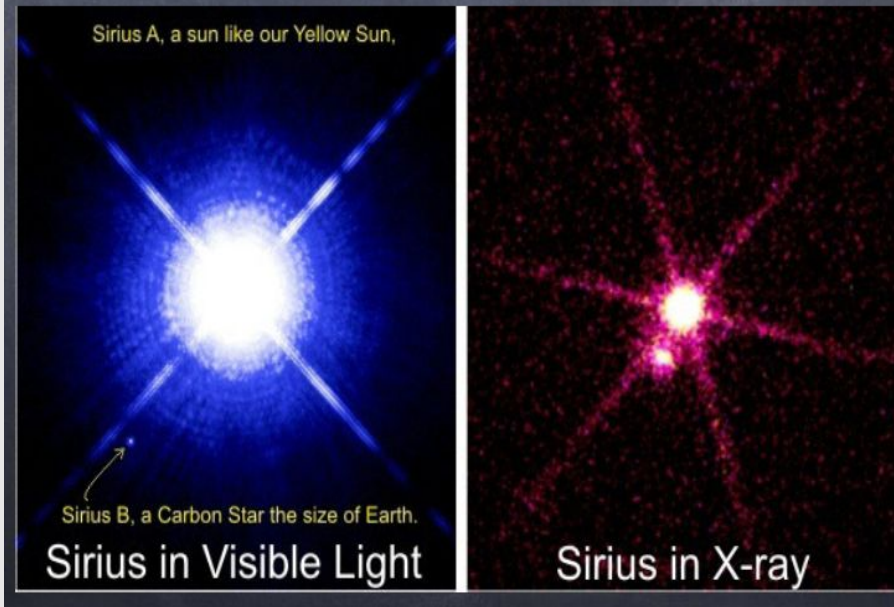
(bastante masiva para ser una enana blanca)

El radio observado es

$$\rightarrow R \approx 0.008 R_{\odot}$$

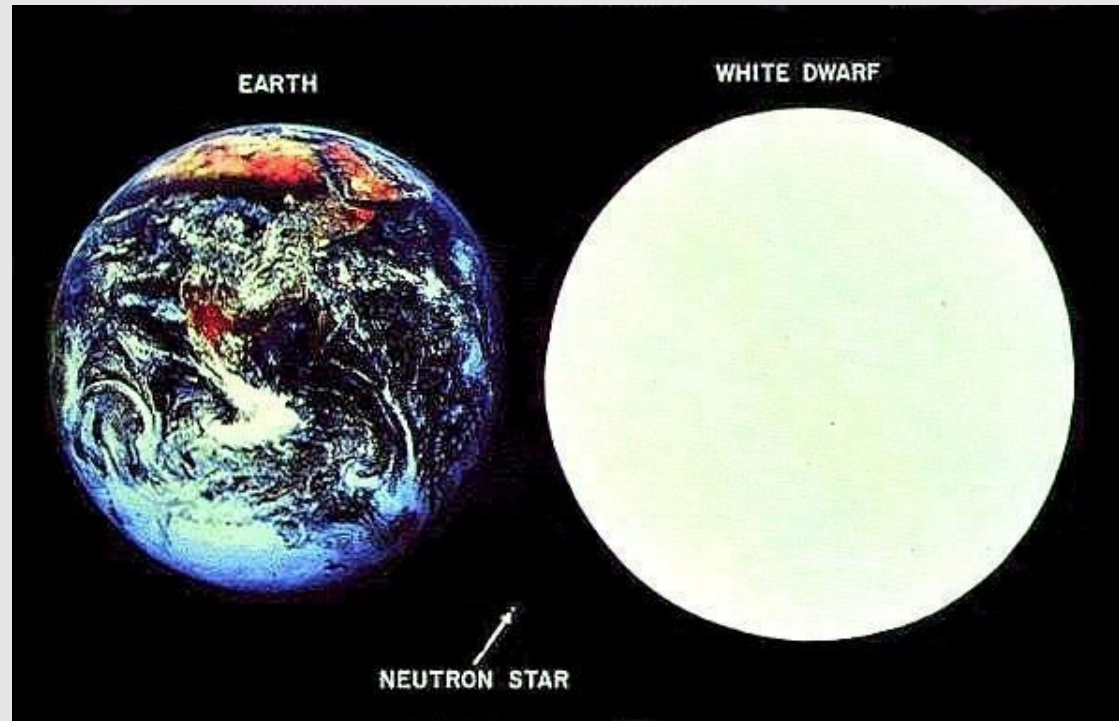
Esto implica que su densidad promedio es:

$$\rightarrow \langle \rho \rangle \approx 2.5 \times 10^6 \text{ g/cm}^3$$



Enanas Blancas

Una enana blanca contiene una masa similar a la del sol, en una esfera del tamaño de la tierra, y es el remanente más común.



Descienden de estrellas de masa baja e intermedia ($<8-10 M_{\odot}$)

La mayoría de las enanas blancas consisten principalmente de Carbono y Oxígeno, completamente ionizados

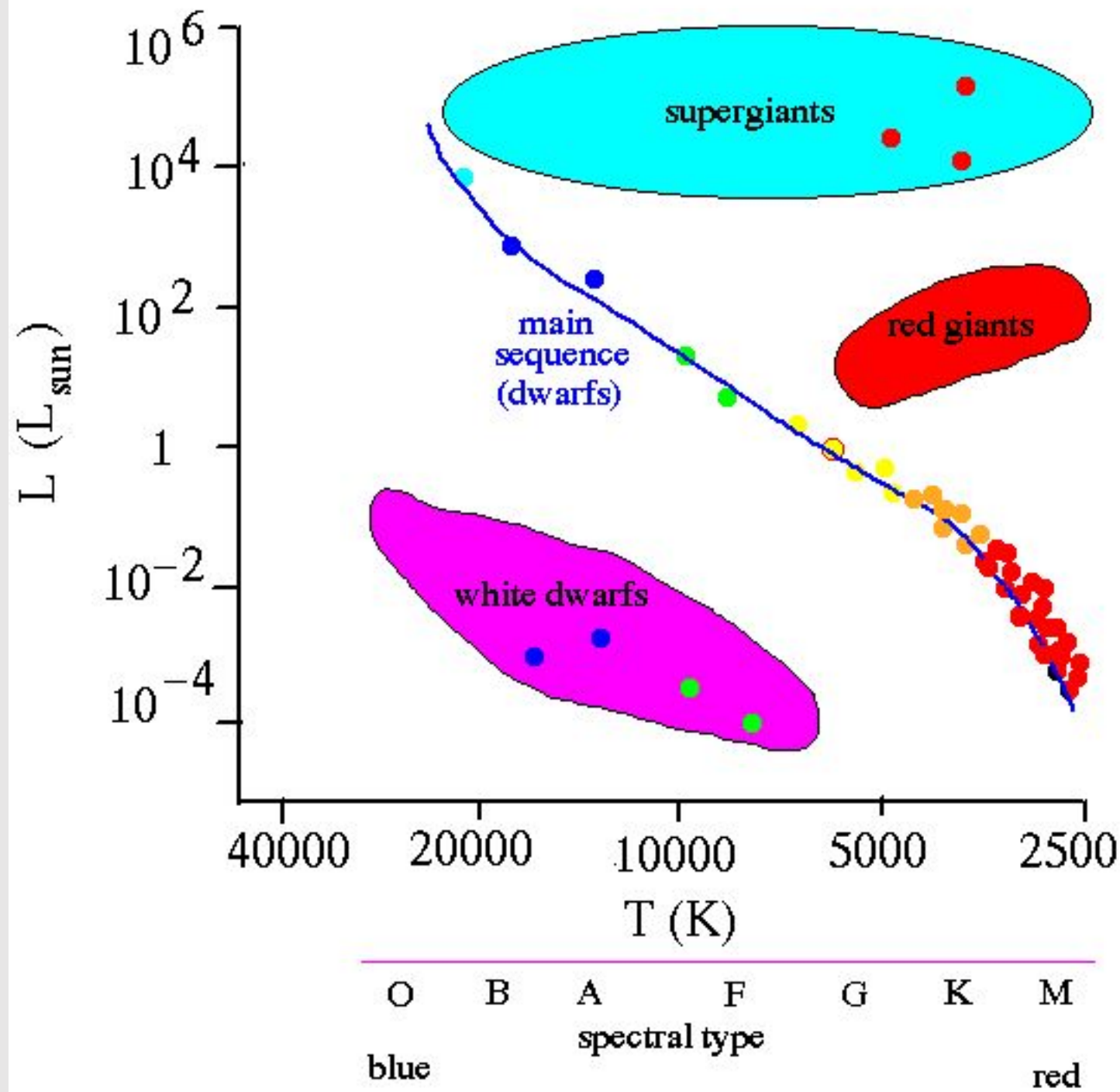
Enanas blancas

Brillan por la emisión de energía térmica almacenada, pero **no hay reacciones termonucleares** en su interior.

Dependiendo de su edad, pueden tener alta temperatura superficial, pero su **radio es muy pequeño**

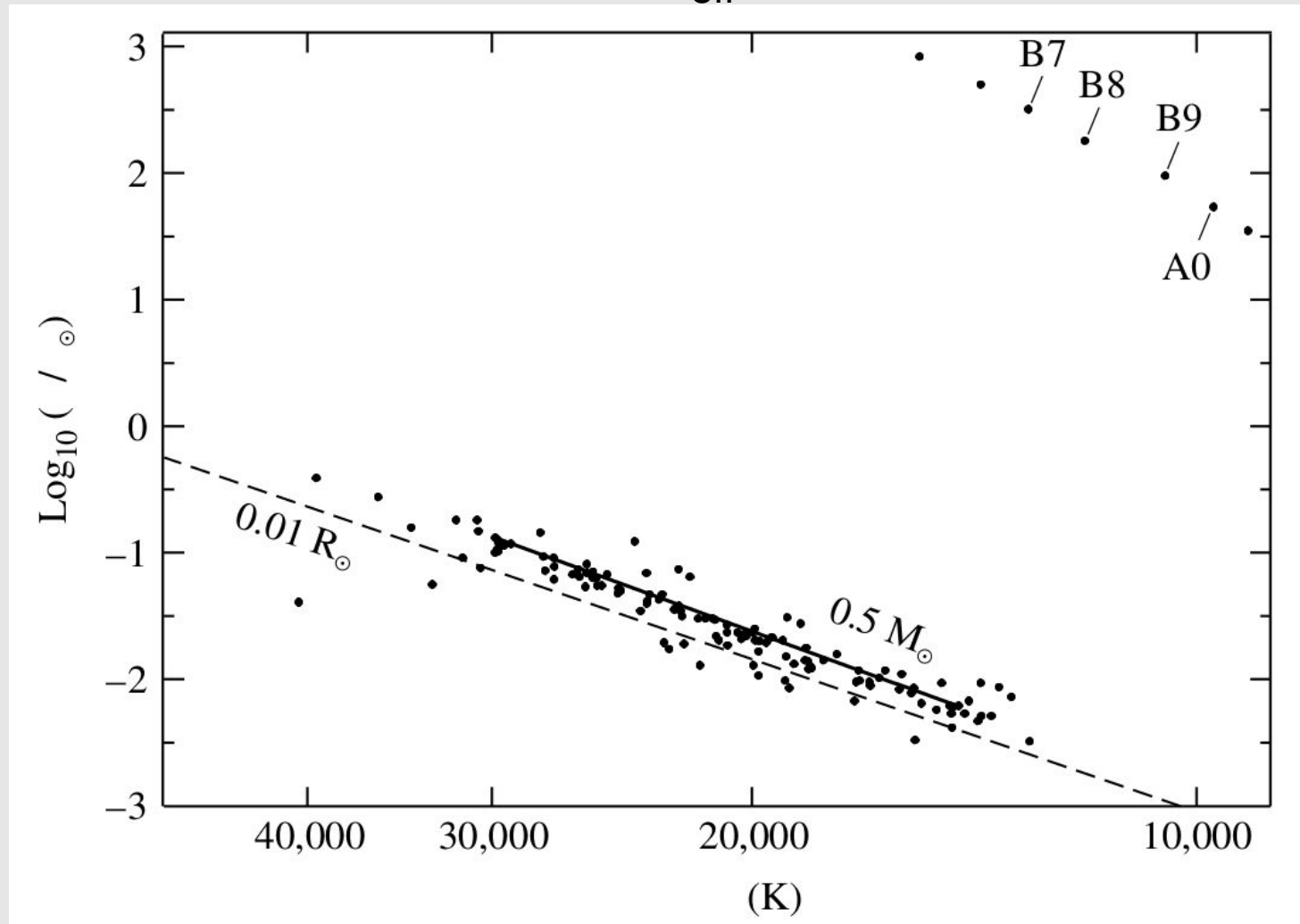
→ Son débiles

Se ubican a la izquierda y debajo de la SP en el diagrama HR.



→ Hasta 1/4 de las estrellas en la vecindad solar son enanas blancas

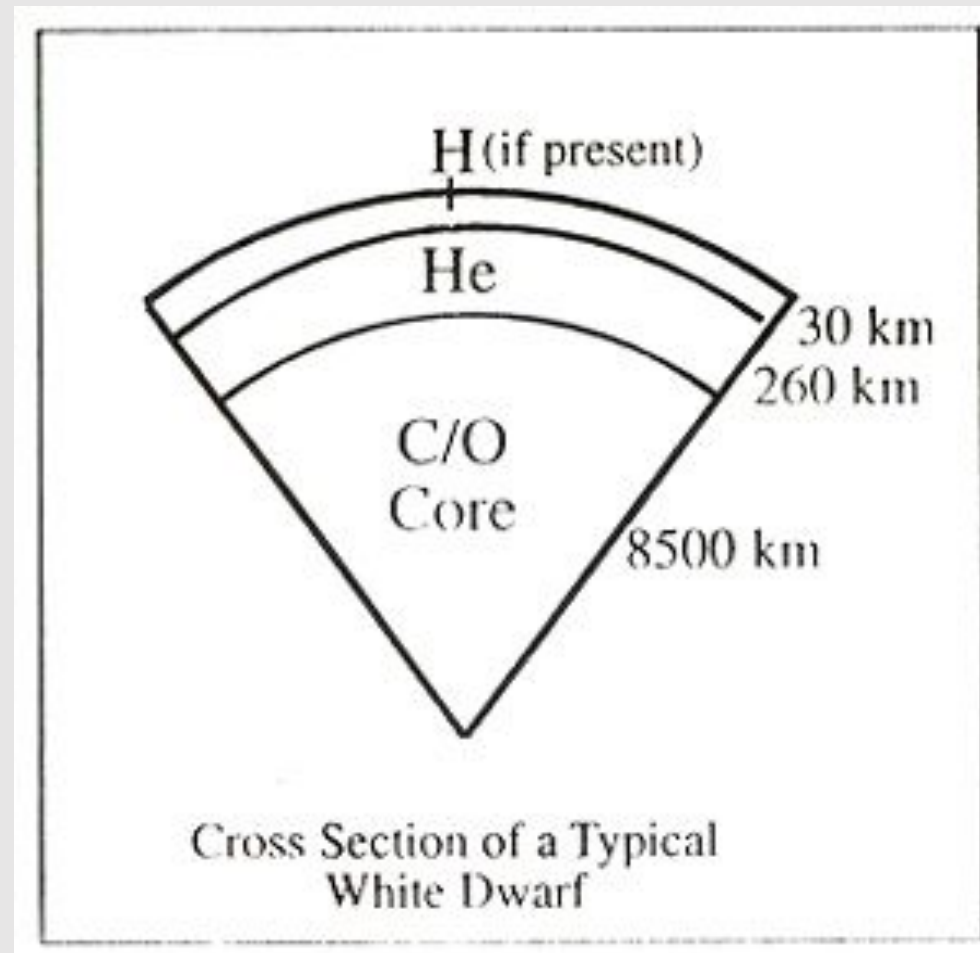
→ No son realmente “blancas”. T_{eff} de $<5,000$ K a $>80,000$ K.



Enanas blancas tipo DA en el diagrama H-R

Los núcleos pesados se mantienen bajo la superficie mientras que los más livianos suben

→ **Estructura típica:** Delgada capa externa de H (si es que hay) cubriendo una capa de He, sobre un núcleo de C y O.



Relación masa radio

Al considerar la ecuación de estado de un gas degenerado no relativista: se obtiene la siguiente relación entre el radio y la masa de un objeto degenerado.

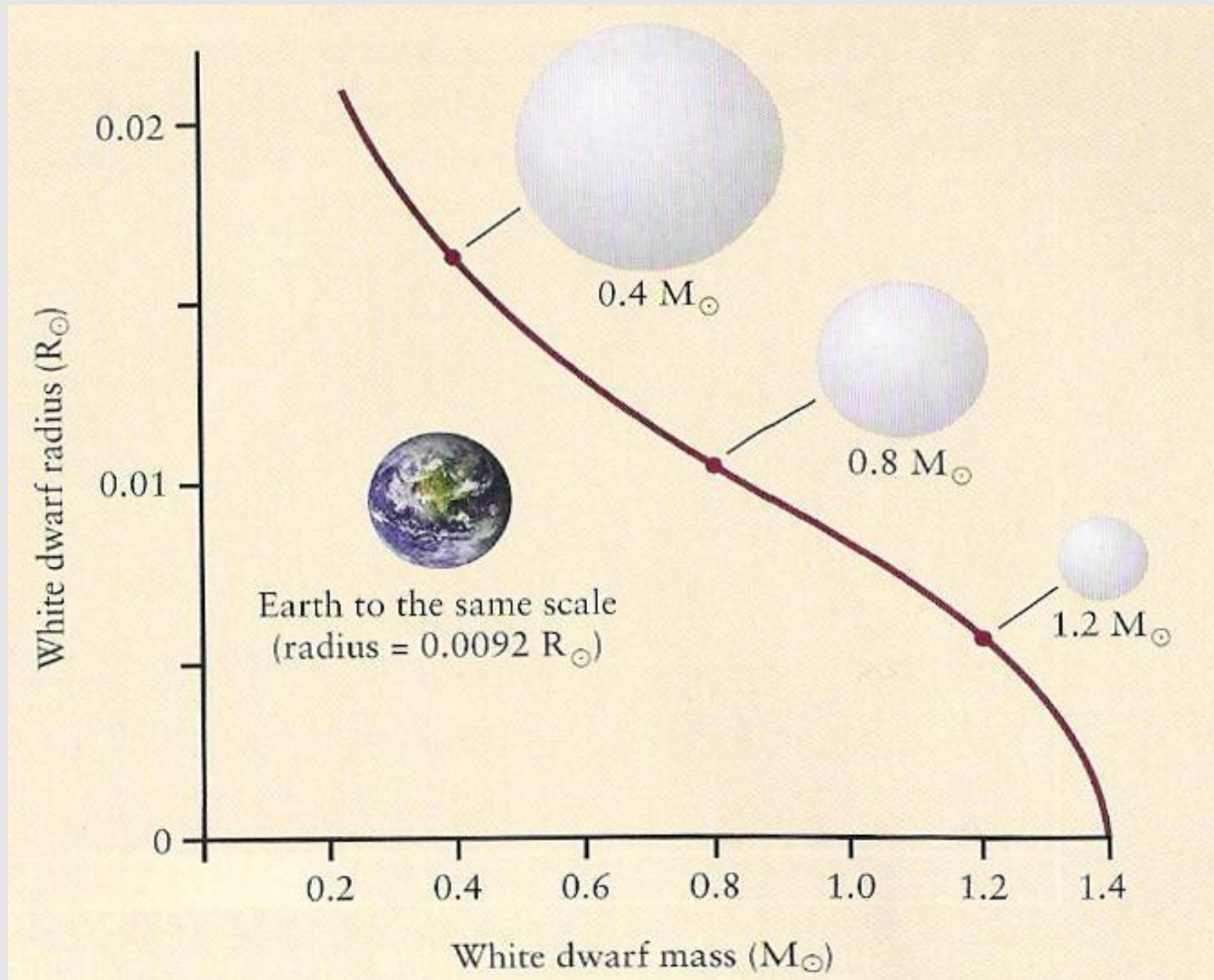
$$MV = MR^3 = \text{constante}$$

→ **A mayor masa, menor radio**

Si agregamos masa a una enana blanca, por ejemplo por una compañera binaria, esta se contraerá con el aumento de masa.

Esto se entiende porque los electrones deben estar más estrechamente confinados (mayor densidad) para generar una mayor presión, requerida para soportar más masa.

Relación masa radio



Relación masa radio

Si la relación masa-radio fuera correcta para cualquier masa, agregar masa a una enana blanca eventualmente resultaría en una reducción del volumen a cero.

Si continuamos agregando masa a una enana blanca, los electrones se moverán cada vez más rápido, y eventualmente se volverán relativistas.

Si la relación $M-V$ fuera siempre correcta, las enanas blancas ligeramente más masivas que Sirio B serían tan pequeñas y densas que sus electrones excederían la velocidad de la luz.

Cuando la velocidad de los electrones se acerca a la de la luz, debemos considerar los efectos relativistas.

Efectos Relativistas

Ejemplo, veamos qué pasa con Sirio B:

$$\begin{aligned} M_{\text{sirio}} &\approx 1.03 M_{\odot} \\ R_{\text{sirio}} &\approx 0.008 R_{\odot} \end{aligned}$$

Se puede calcular la aceleración gravitacional en su superficie es

$$g = GM/R^2 \approx 3.7 \times 10^6 \text{ m/s}^2$$

y su velocidad de escape

$$\frac{v_{\text{esc}}}{c} = \sqrt{\frac{2Gm}{Rc^2}} \simeq 0.02$$

Los efectos de la relatividad general NO son completamente despreciables en el caso de Sirio B, pero son suficientemente pequeños para ser ignorados en primera aproximación.

Efectos Relativistas

Cuando la densidad ha aumentado mucho y los electrones se mueven muy rápido, hay que considerar los efectos relativistas a la ecuación de estado.

El caso límite, corresponde al caso en que la velocidad de los electrones se iguala a la velocidad de la luz (no puede superarla).

Usando una **ecuación de estado de gas completamente degenerado y relativista** en el límite de $v_e = c$, se obtiene que la relación masa-radio pasa a ser:

$$M = \text{constant} \times R^0 = \text{constant}$$

Es decir, que la masa máxima que los electrones pueden soportar es constante.

Una enana blanca no puede tener una masa mayor a esa masa límite, conocida como **Límite de Chandrasekhar $\sim 1.44 M_{\odot}$** .

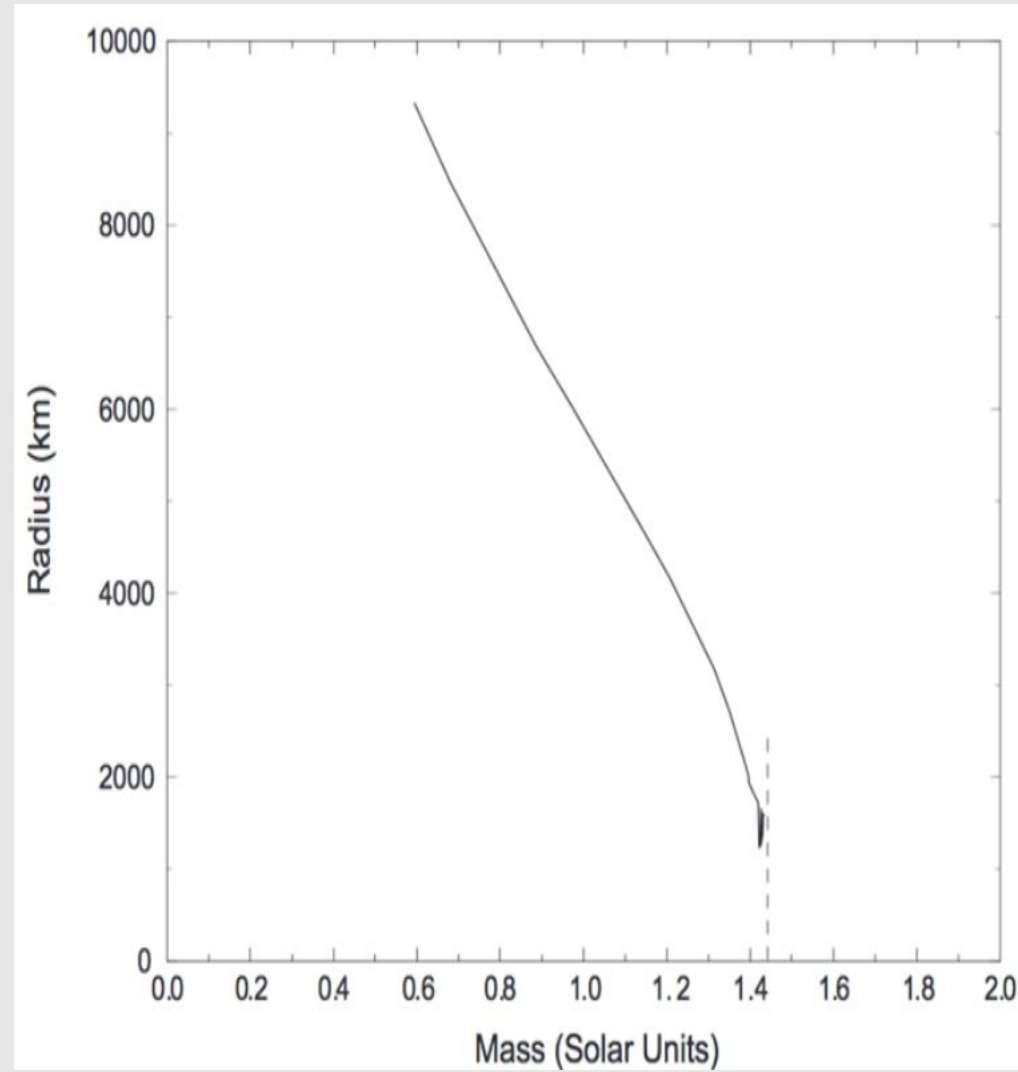
Dependencia de R con la masa

Baja masa: R disminuye con el aumento de masa según la relación **$MR^3 = \text{constante}$**

Alta masa: la curva se acerca a una asíntota vertical dada por

$$M = M_{\text{ch}} = \text{constante}$$

Los cálculos se vuelven numéricamente inestables al acercarnos a la masa límite



Assumiendo $Y_e = 0.5$ y $T_c = 5.0 \times 10^6 \text{K}$

Conducción

Materia degenerada → Conducción

Debido a que la materia degenerada es un buen conductor de energía térmica, el interior de una enana blanca no puede soportar un gradiente de temperatura importante.

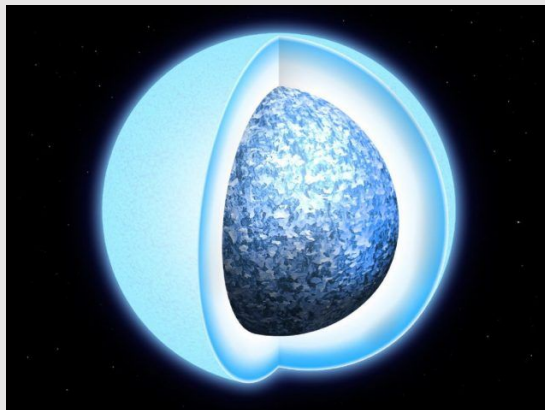
Se asume que una enana blanca es **isotérmica** y fuertemente **conductora** del calor, salvo en una capa superficial delgada que actúa como aislante y permite que demore miles de millones de años en enfriarse.

Enfriamiento de Enanas blancas

Si bien las enanas blancas no tienen una fuente de calor interna, pueden permanecer luminosas durante largos períodos de tiempo a medida que el calor que queda de sus días se escapa lentamente

Si bien el interior es muy denso, degenerado y conductor, cerca de la superficie, la densidad cae a cero y la **superficie** se comporta como gas casi ideal: hay un **muy buen aislante**

→ Las enanas blancas pasan la mayor parte de sus vidas enfriándose lentamente hasta cristalizarse.



Carbón cristalizado = DIAMANTE!

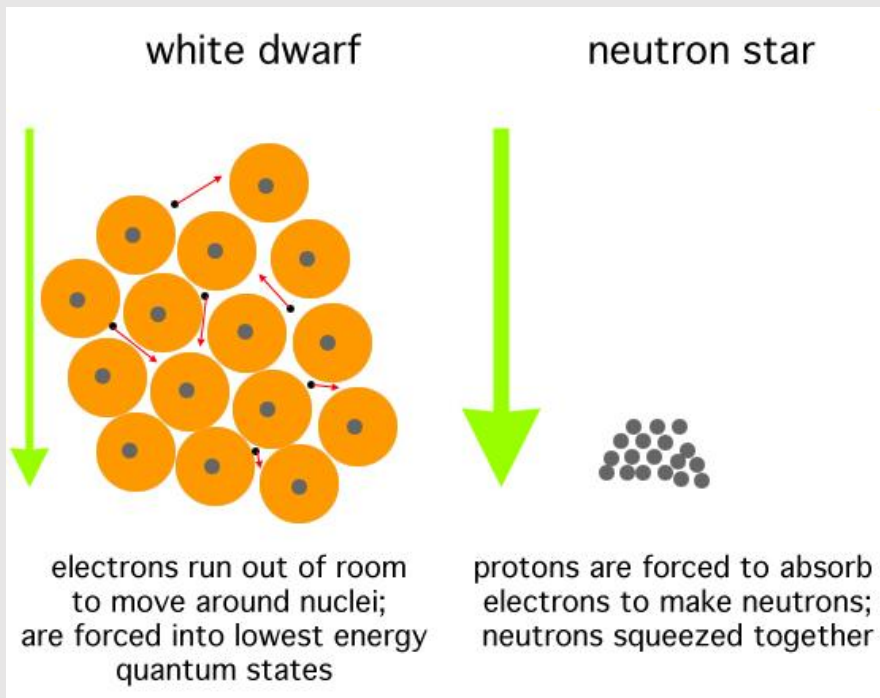
Superando el límite de Chandrasekhar

Si se excede la masa de Chandrasekhar y el sistema se colapsa porque los electrones no pueden moverse más rápido para aumentar la presión y la gravedad gana.

Se alcanzará una densidad donde el colapso combinará protones y electrones para formar neutrones a través de un proceso llamado **captura electrónica** o **neutronización** (una forma de decaimiento β)



Produciendo una
estrella de neutrones.

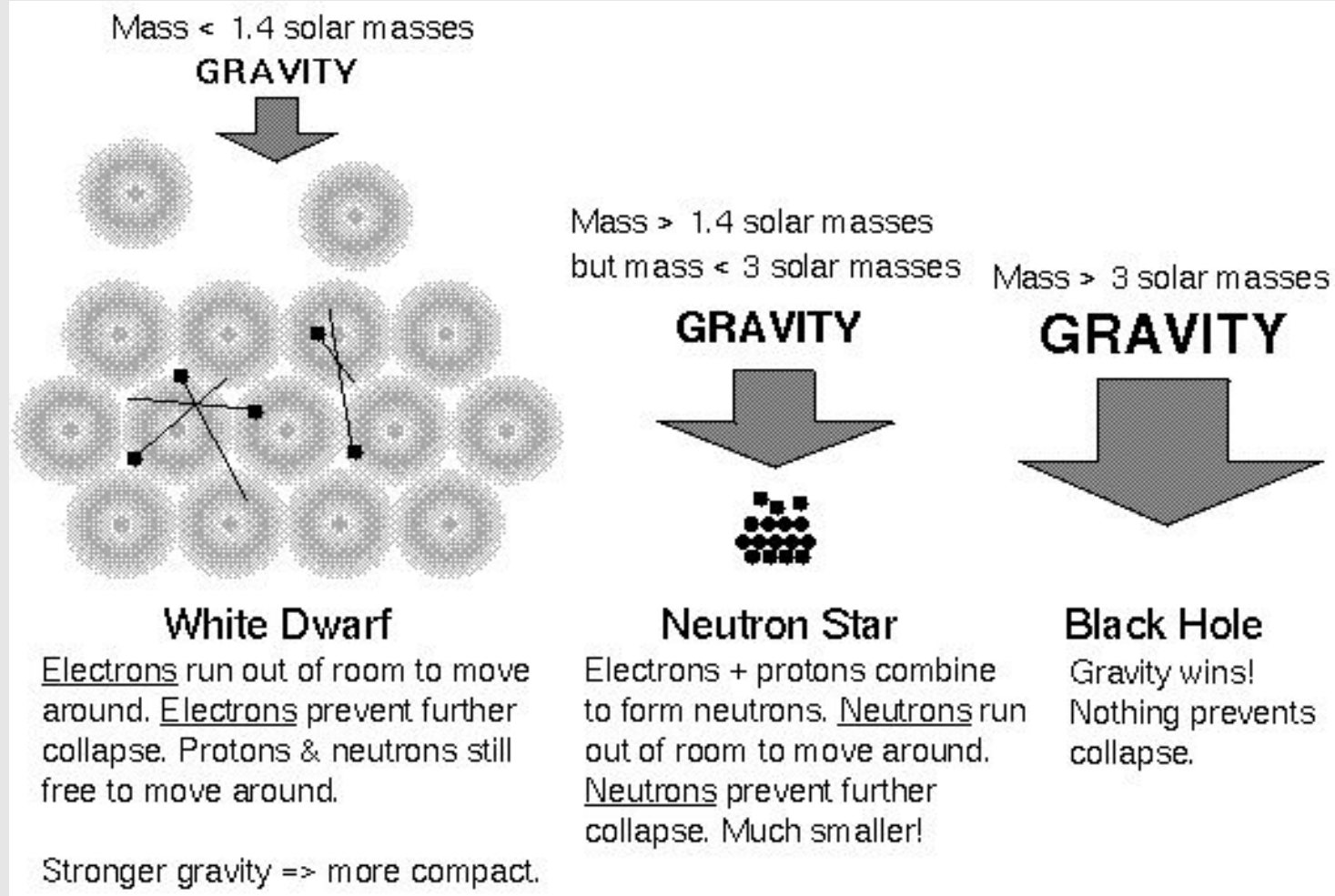


Estrella de neutrones o agujero negro?

Los nucleones también obedecen el principio de exclusión de Pauli (son fermiones) y comenzarán a producir una fuerte **presión de degeneración de neutrones**.

Los cálculos indican que para $1.44 M_{\odot} < M < 2-3 M_{\odot}$, la presión de degeneración de neutrones **detiene el colapso**, en radios ≈ 500 veces más pequeños que para enanas blancas.

Para **masas más altas**, incluso la presión de degeneración de neutrones no logra equilibrar a la gravedad y el sistema se colapsa en un **agujero negro** = un objeto cuya velocidad de escape es igual o mayor que la de la luz (ni siquiera la luz puede escapar)



Solar Mass: <1.44	Degenerate Electron Pressure Counteracts the Force of Gravity	Results in a White Dwarf
Between 1.44 and 2 or 3 Solar Masses	Degenerate Electron Pressure fails, Degenerate Neutron Pressure Counteracts the Force of Gravity	Results in a Neutron Star
Solar Mass > ~2-3	Degenerate Neutron Pressure is Not Enough to Overcome the Force of Gravity	Results in a Black Hole

Estrellas de Neutrones

La mayoría de las estrellas de neutrones tienen masas de $\sim 2 M_{\odot}$ y diámetros de $R = 10\text{-}20 \text{ km}$.



Para una estrella de neutrones de $\sim 1.4 M_{\odot}$ con un radio de 10 km :

$$g = 1.86 \times 10^{12} \text{ m/s}^2$$

190 mil millones de veces más fuerte que la aceleración de la gravedad en la superficie de la Tierra

Estrellas de Neutrones

La densidad media es del orden de $\rho \sim 10^{14} \text{ g/cm}^3$
¡similares a las de un núcleo atómico!

En la densidad de una estrella de neutrones, todos los humanos de la Tierra podrían estar apiñados en un cubo de 1.5 cm de lado

Una estrella de neutrones es similar a un núcleo atómico gigante del tamaño de una ciudad.

Sus enormes densidades implican fuertes campos gravitatorios y la posibilidad de desviaciones relativistas generales significativas de la gravedad newtoniana.

Límite de Schwarzschild

Similar al límite de Chandrasekhar para enanas blancas, existe una masa máxima para estrellas de neutrones llamado límite de Schwarzschild: cuando la presión de neutrones degenerados no puede soportar contra la gravedad

Como vimos antes, los objetos degenerados se encogen a medida que se agrega masa, ya que el aumento de gravedad comprime la materia, y necesita estar más “apretada” para generar la presión suficiente.

Superando el límite de Schwarzschild

Una estrella de neutrones que sea muy masiva colapsará indefinidamente, ya que **la presión de degeneración de los neutrones no logrará contrarrestar la gravedad.**

Podemos calcular la velocidad de escape a partir de la energía:

$$E = 1/2mv^2 - GMm/R$$

Para escapar, $v = 0$ cuando $R = \infty \rightarrow E = 0$

Resolviendo la ecuación para $E = 0$ se obtiene

$$v_{\text{esc}}^2 = 2GM/R$$

Agujeros negros

$$v_{\text{esc}} = \sqrt{\frac{2 G M}{R}}$$

Si comprimimos suficiente masa en un radio pequeño, la **velocidad de escape superará la velocidad de la luz**

si la luz no puede escapar → **Agujero Negro**

Radio de Schwarzschild

Es el radio al cual la velocidad de escape iguala a la velocidad de la luz es:

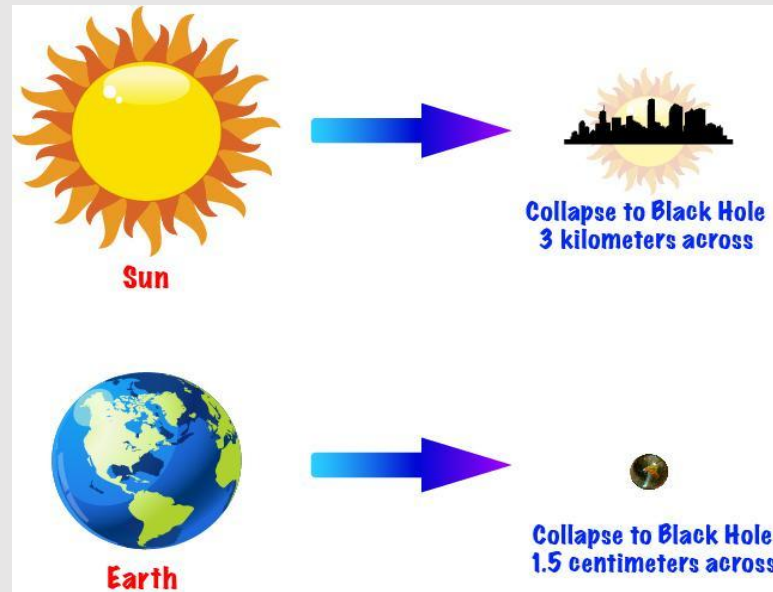
$$R = \frac{2GM}{c^2}$$

Un objeto con un radio igual o menor que el radio de Schwarzschild se denomina **agujero negro**.

Este corresponde al **radio efectivo** de un agujero negro, que **depende sólo de su masa** y aumenta proporcionalmente a esta.

Radio de Schwarzschild

El radio de Schwarzschild para $1M_{\odot}$ es de aproximadamente 3 km, y para la masa de la tierra sería ~ 1 cm!



El radio de una estrella de neutrones de $1M_{\odot}$ es de ~ 10 km (mayor que su radio de schwarzschild, no colapsa). Sin embargo el radio de una estrella de neutrones de $3M_{\odot}$ es de ~ 9 km y su radio de Schwarzschild también.

$\sim 3M_{\odot}$ es el límite de Schwarzschild (la masa máxima)

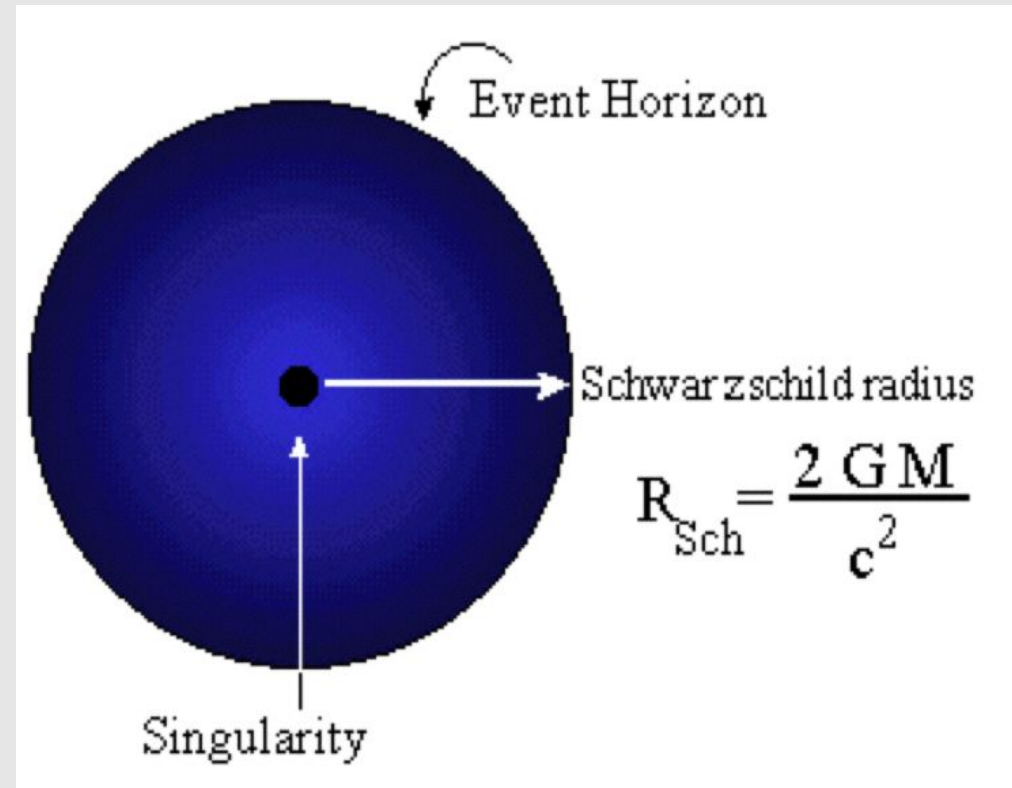
Agujeros negros

Horizonte de eventos

La "superficie" esférica que rodea un agujero negro de masa M a la distancia del radio de Schwarzschild se denomina horizonte de eventos.

Una vez dentro del horizonte de eventos, la materia (o radiación) se pierde para siempre del contacto con el universo fuera del horizonte de eventos.

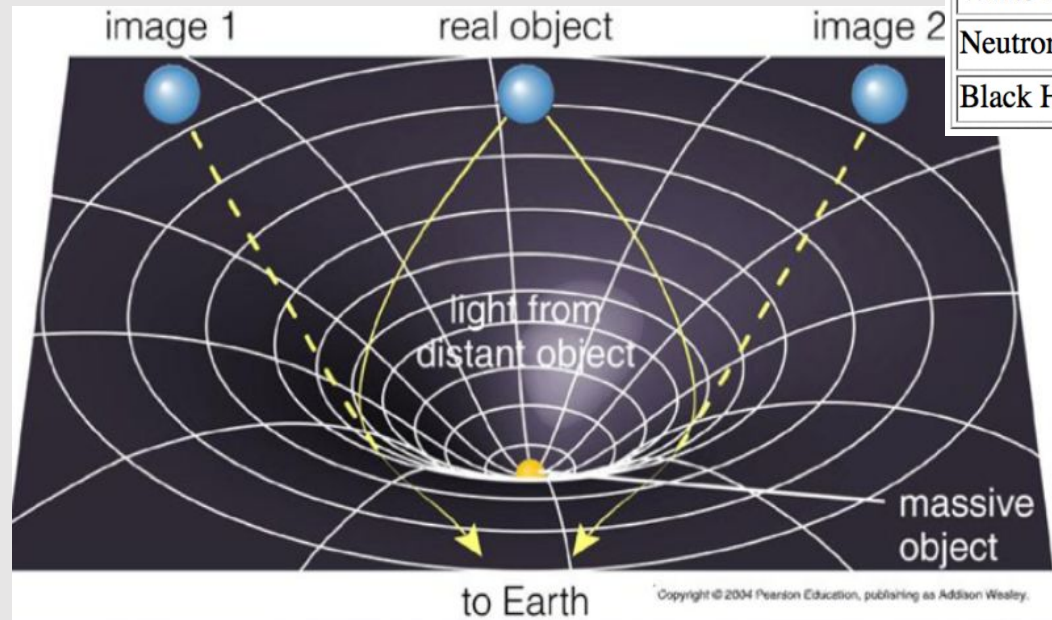
El horizonte de eventos es el límite entre lo que podemos saber y lo que no podemos saber.



Deflexión gravitacional

Todas las masas doblan los rayos de luz que pasan cerca de ellos. Las masas pueden actuar como **lentes gravitacionales**. La teoría general de la relatividad de Einstein predice correctamente la cantidad de la flexión.

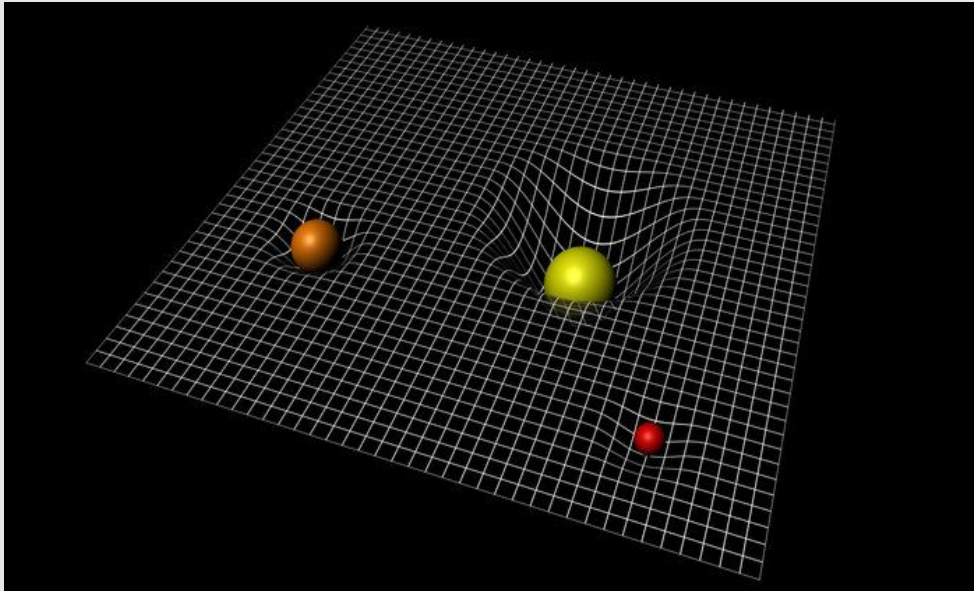
Ángulo de desviación gravitacional de los rayos de luz que pasan por el limbo de un objeto:



Sun	1".75
White Dwarf	1'
Neutron Star	30°
Black Hole	???

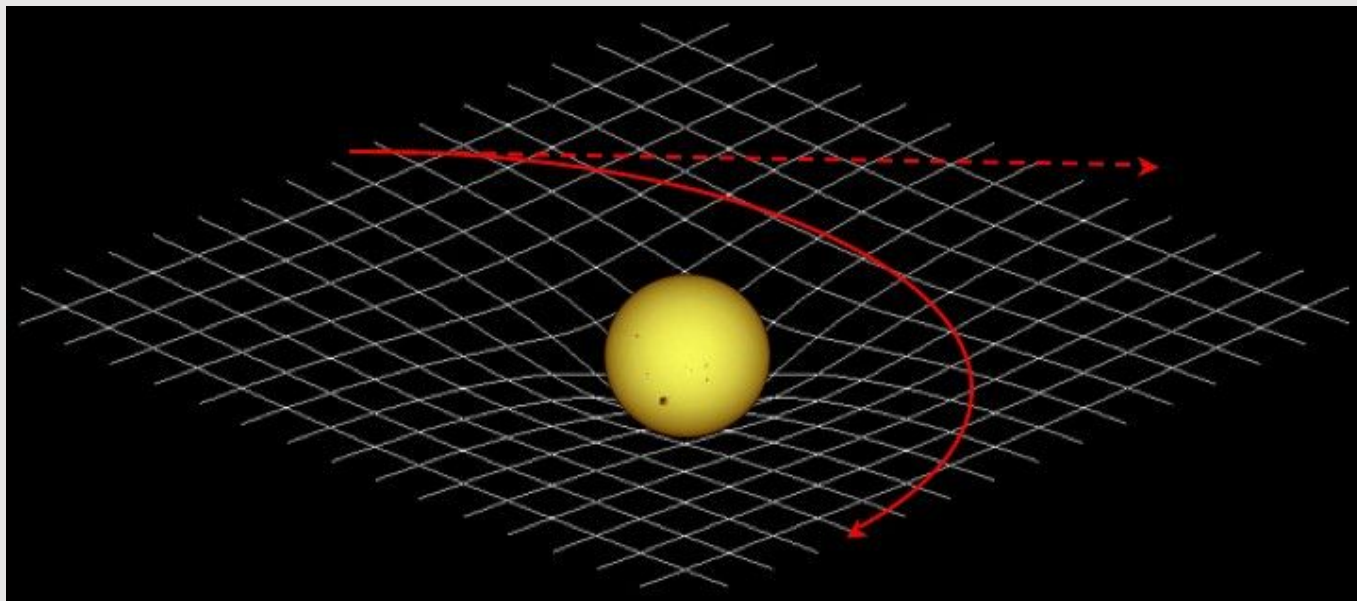
Copyright © 2004 Pearson Education, publishing as Addison Wesley.

Curvatura del Espacio-Tiempo

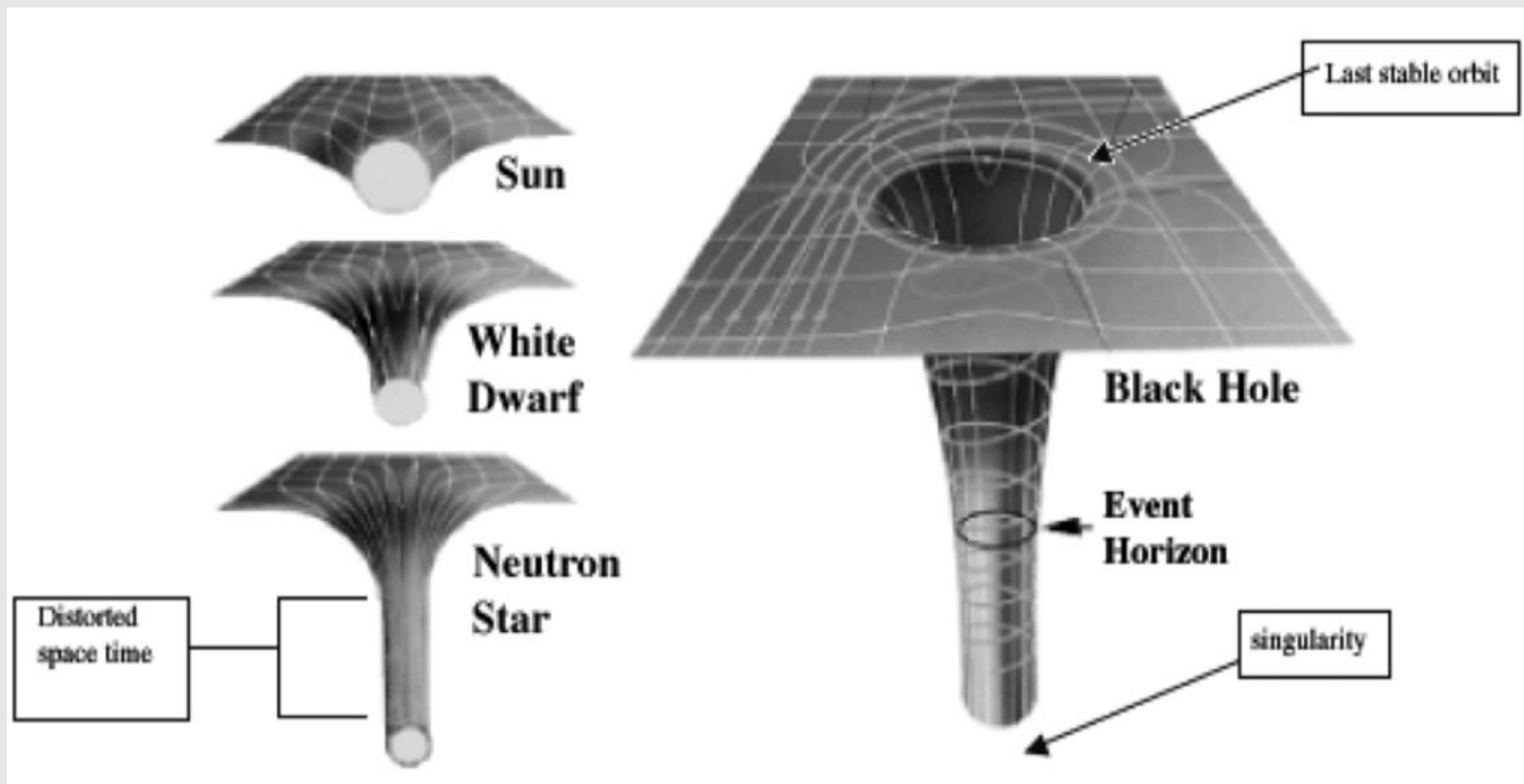


La luz siempre viaja en línea recta.

Dado que la luz parece ser desviada por la gravedad cerca de objetos masivos, la única respuesta lógica es que **¡la presencia de masa hace que el espacio sea curvado!**



La gravedad es la curvatura del espacio tiempo en presencia de masa



Masas de agujeros negros

Agujeros negros de masa estelar: 3 a 15 M_{\odot} .

Resultan del colapso del núcleo de una estrella supergigante suficientemente masiva, o del colapso de una estrella de neutrones (ya sea porque va frenando su rotación, o porque gana masa de una compañera)

Agujeros negros de masa intermedia: 100 a $> 1000 M_{\odot}$.

Se encuentra en el centro de cúmulos globulares o galaxias de baja masa. Esto sugiere que podrían formarse en entornos estelares densos, ya sea mediante fusiones de estrellas para formar una estrella supermasiva cuyo núcleo colapsa, o mediante fusiones de agujeros negros de masa estelar.

Agujeros negros supermasivos: 10^5 a $10^9 M_{\odot}$.

Al centro de la mayoría de las galaxias, aún no está claro como se forman.

Próxima clase: Supernovas
y consultas