

Estrellas

1. Observaciones de estrellas
 - Clasificación (espectros)
 - Masa
 - Radio
2. ¿Qué información nos han dado las observaciones sobre las estrellas?
3. La producción de energía de una estrella, interiores de estrellas
4. La vida de una estrella
 - El nacimiento de las estrellas
 - Su vida "adulta"
 - Su muerte

Clasificación de espectros estelares

- 1814: Fraunhofer descubre líneas de absorción en el espectro de las estrella.
- A partir de 1850:
 - Observaciones de espectos de estrellas
 - Trabajos intensivos de laboratorio para identificar las líneas
- Era muy difícil averiguar una secuencia y relacionarlo con la evolución y las propiedades de las estrellas

Espectros estelares:

Componentes principales:

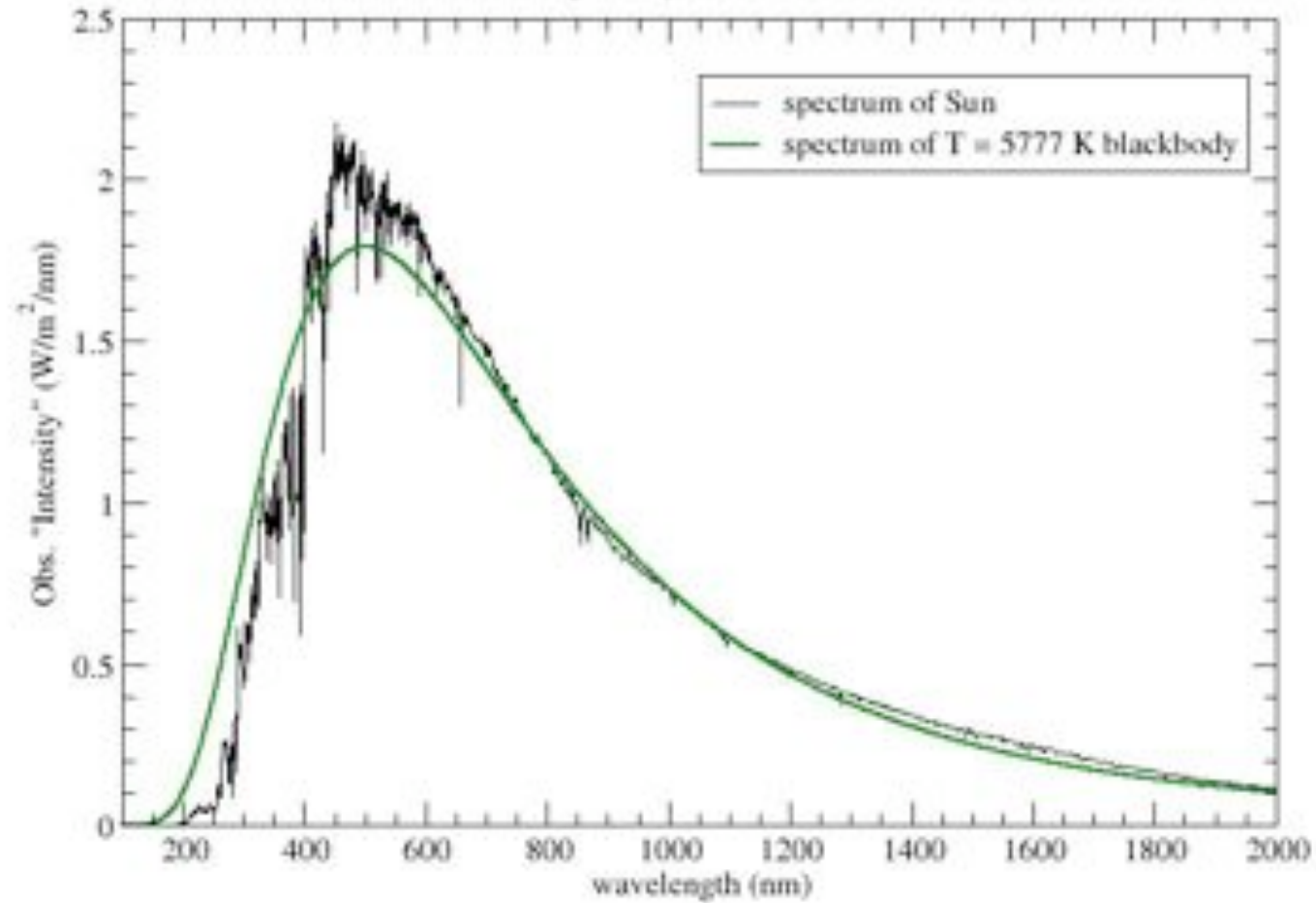
- Espectro continuo (casi cuerpo negro)
- Líneas de absorción



Figure 11.9
Cyan Magenta Yellow Black
Walter: Amy
Version 1

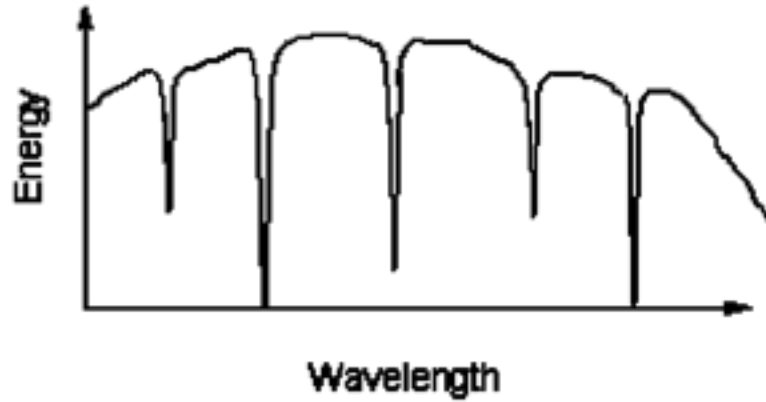
Sun's Spectrum vs. Thermal Radiator

of a single temperature $T = 5777 \text{ K}$



Espectro del Sol real en comparación con espectro de un cuerpo negro con temperatura 5777 K

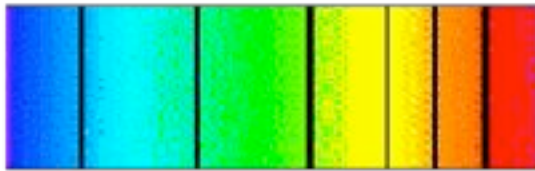
Schematic Stellar Spectra



Espectro esquemático



OR



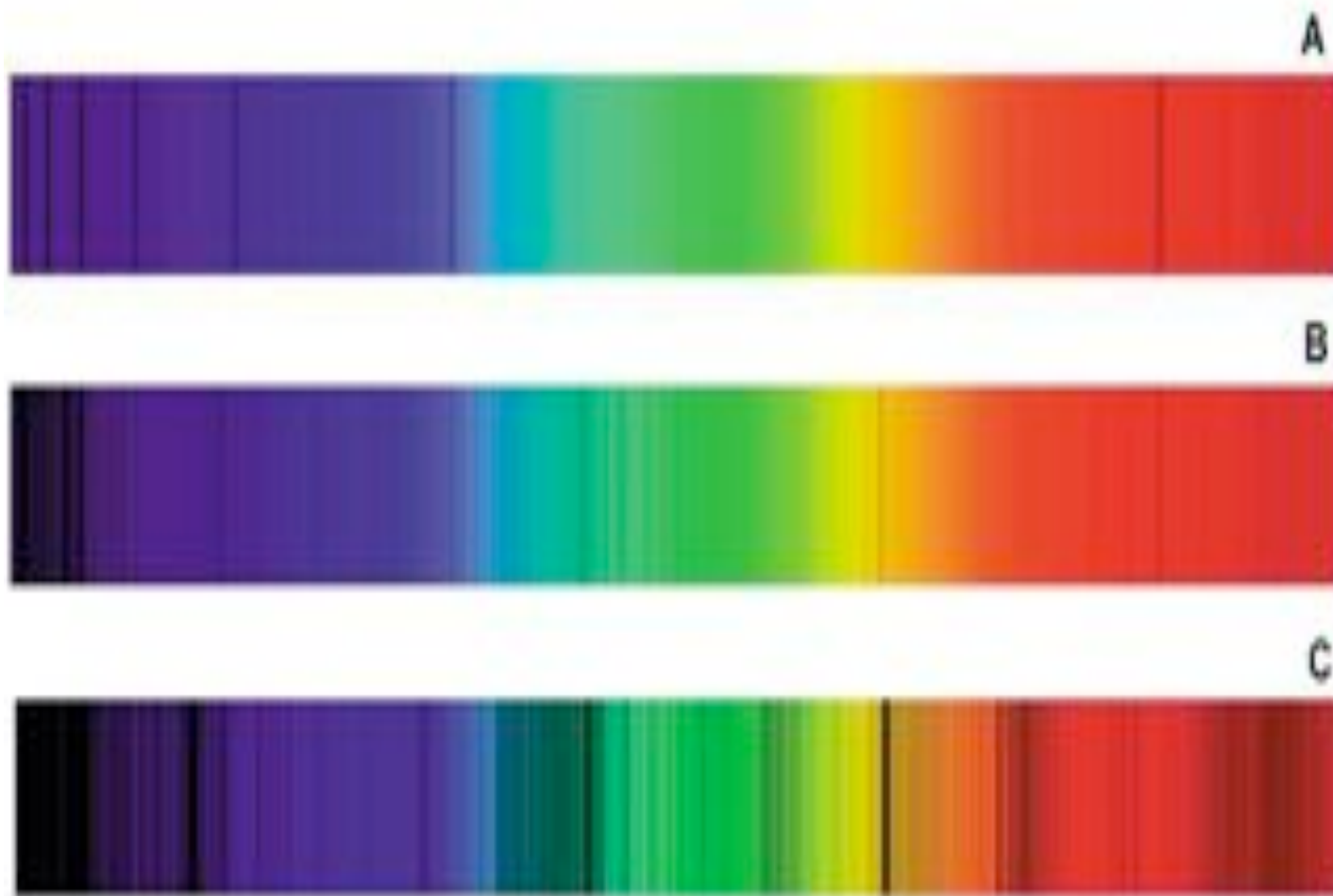
Espectro del Sol con líneas de absorción de hidrógeno y helio



Hydrogen

Helium

Hydrogen



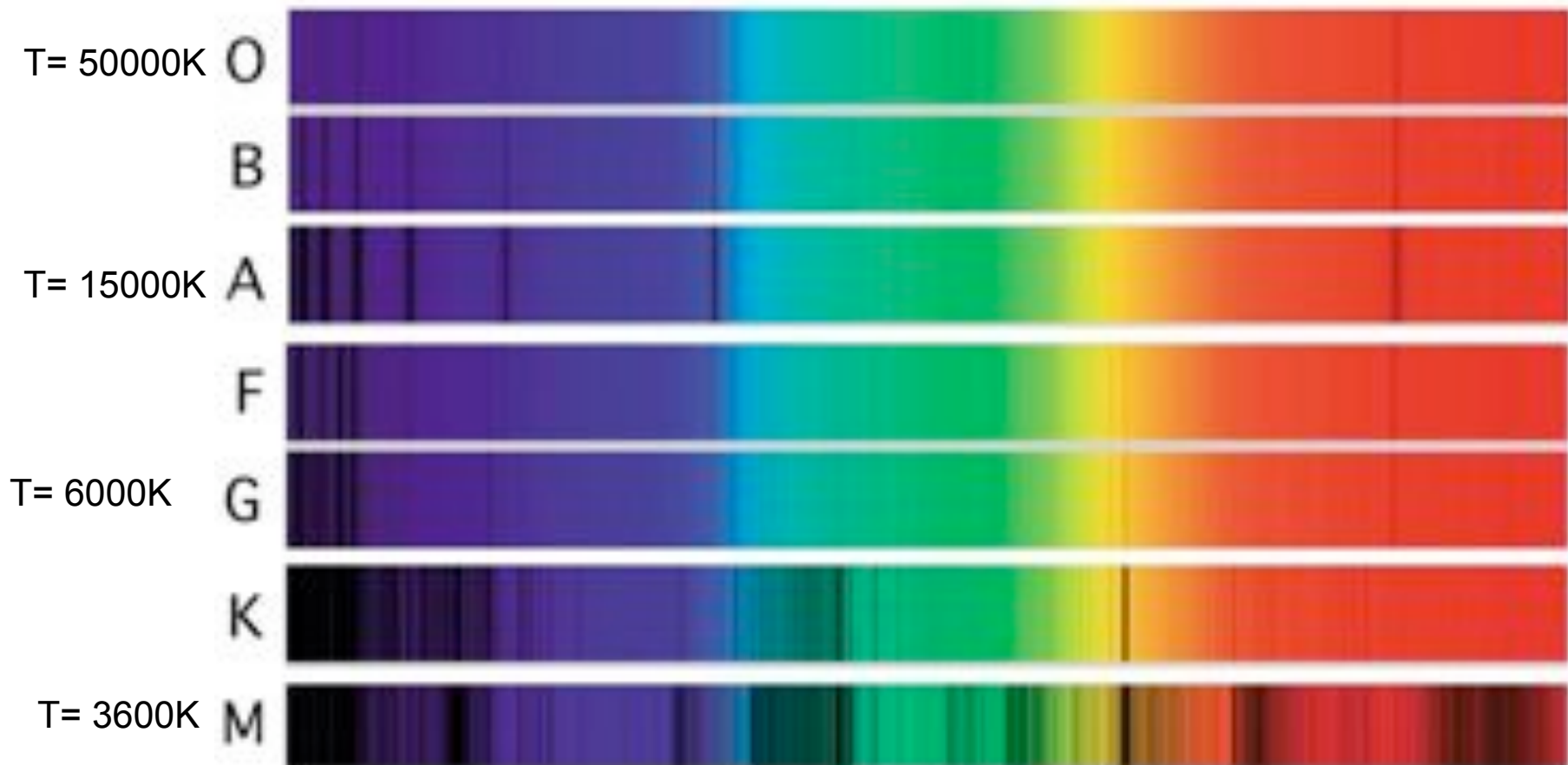
Ejemplos de espectros de estrellas:

Estrella B es parecido al sol, estrella A más caliente, estrella C más frío

Clasificación espectral de Harvard

- Primeras observaciones sistemáticas del espectro de un gran número de estrellas se llevó a cabo en la universidad de Harvard (EEUU).
- Empezado 1872 por Henry Draper, luego seguido por E. Pickering (director) y A. Cannon (astrónoma)
- Primera publicación del esquema de clasificación que tiene todavía validez en 1901
- Entre 1918 y 1924 publicación del análisis de 225 300 estrellas
- La clasificación está basado en la **intensidad de líneas sensibles a la temperatura** → **representa secuencia en temperatura**
- La secuencia es:
 -
 - $O - B - A - F - G - K - M$; Cada clase se divide en subclases de 0 a 9.
 -
 - C
 - S
- ¿Porqué tiene este orden tan raro? Originalmente el orden era alfabético, según la intensidad de la línea $H\alpha$. (Estrella A tiene la línea $H\alpha$ más intensa). Luego hacía falta reordenar para obtener una orden en temperatura.

Clasificación de las estrellas



Pero se sigue sin entender:

- ¿Cómo se relaciona el espectro/temperatura con otras propiedades (masa, luminosidad)?
- ¿Cuál es la evolución de una estrella? Al comienzo se pensó (erróneamente) que la clasificación representaba evolución: Estrellas O eran más jóvenes que B, etc. Por eso todavía se llaman estrellas del comienzo de la secuencia “tempranas” y estrellas del final “tardías”.

Luminosidad y distancia

- Para conocer la luminosidad de una estrella hace falta saber la distancia.
- Hasta 1910: Información aproximada sobre la distancia se obtenía a través del movimiento propio de las estrellas en el cielo.
 - Cuando más cerca una estrella, más grande puede ser su movimiento aparente en el cielo
 - Una estrella lejana no presenta movimiento propio
 - Es un método aproximado porque desconocemos el movimiento real, hay que suponer que es en promedio igual para todas las estrellas
- 1902-1910: Henry Russell lleva a cabo un programa de medir las paralajes para unos 300 estrellas

El diagrama Russell

- Russell pidió los datos de Pickering sobre espectros y magnitudes aparentes de las 300 estrellas.
- Hizo un diagrama entre tipo espectral y luminosidad.
- ¡No existe cualquier combinación! La mayoría de las estrellas están en una diagonal

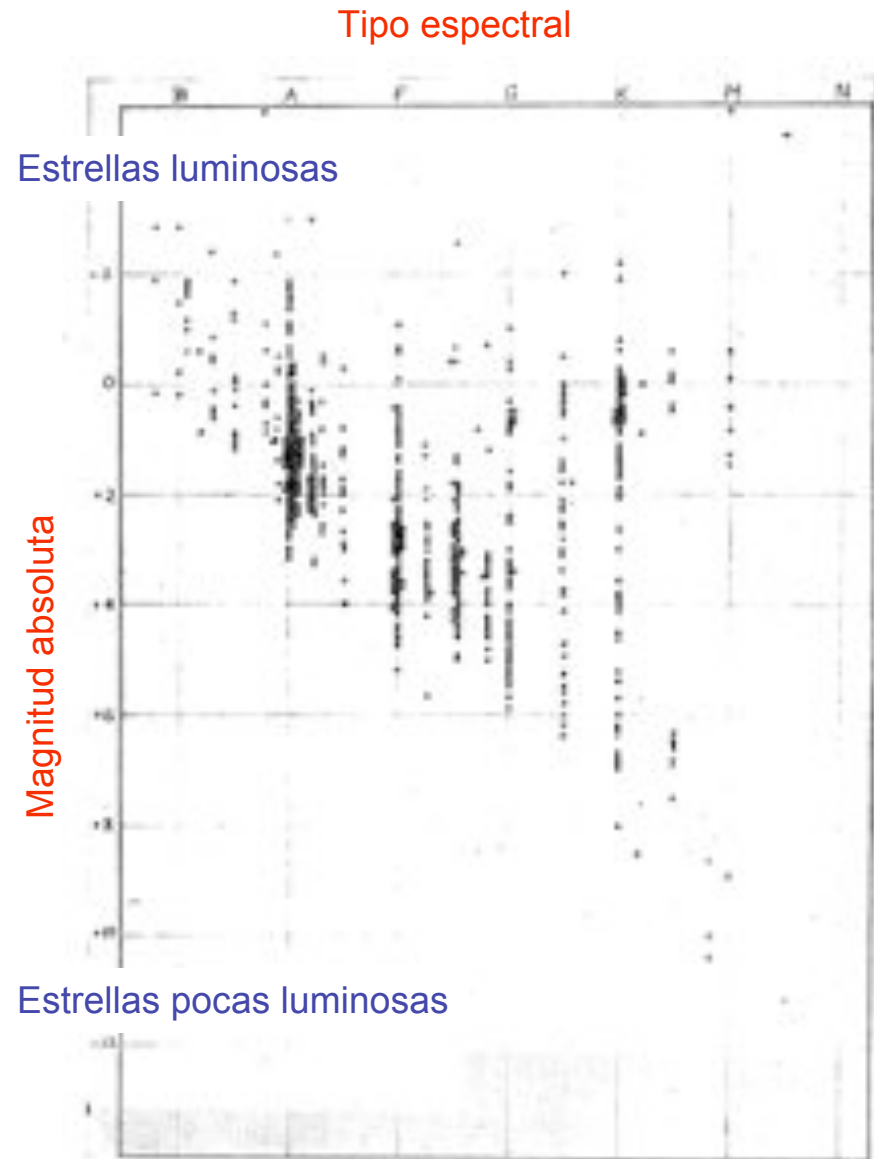
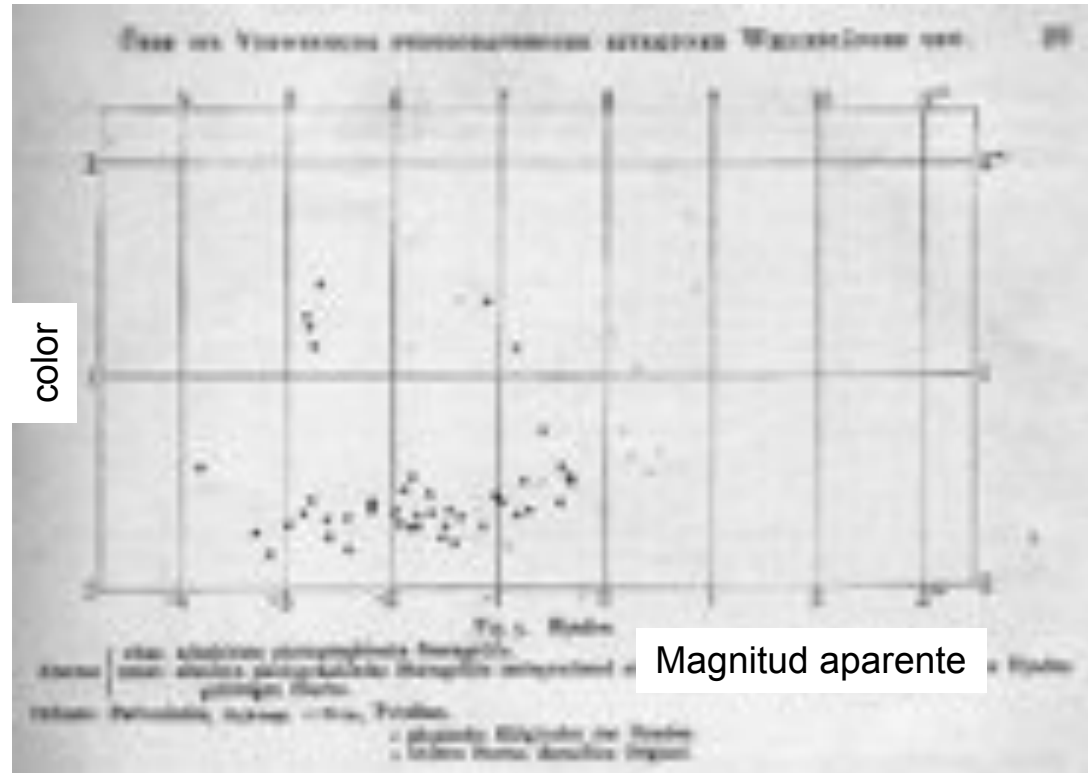


Diagrama Russel
publicado en 1914

El diagrama Hertzsprung

- Hertzsprung publicó en 1911 algo parecido: diagrama color versus magnitud aparente de un cúmulo estelar (→ todas las estrellas tienen la misma distancia)
- Al contrario de Russell usó el color que es un indicador de la temperatura de la estrella.



El diagrama Hertzsprung-Russell

A partir de 1933 se empezó a llamar el diagrama Hertzsprung-Russell para dar crédito a la contribución de los dos.

Importancia:

- Herramienta esencial para estudiar la evolución estelar.
- Nos permite obtener **información sobre la distancia**: Hertzsprung estudió parámetros espectrales adicionales y más sutiles para distinguir estrellas gigantes y enanas. Con eso (y trabajos posteriores) se podía estimar la luminosidad absoluta de las estrella a partir de su clase espectral!
- Nos da información sobre el **radio de la estrella**. ¿Cómo?

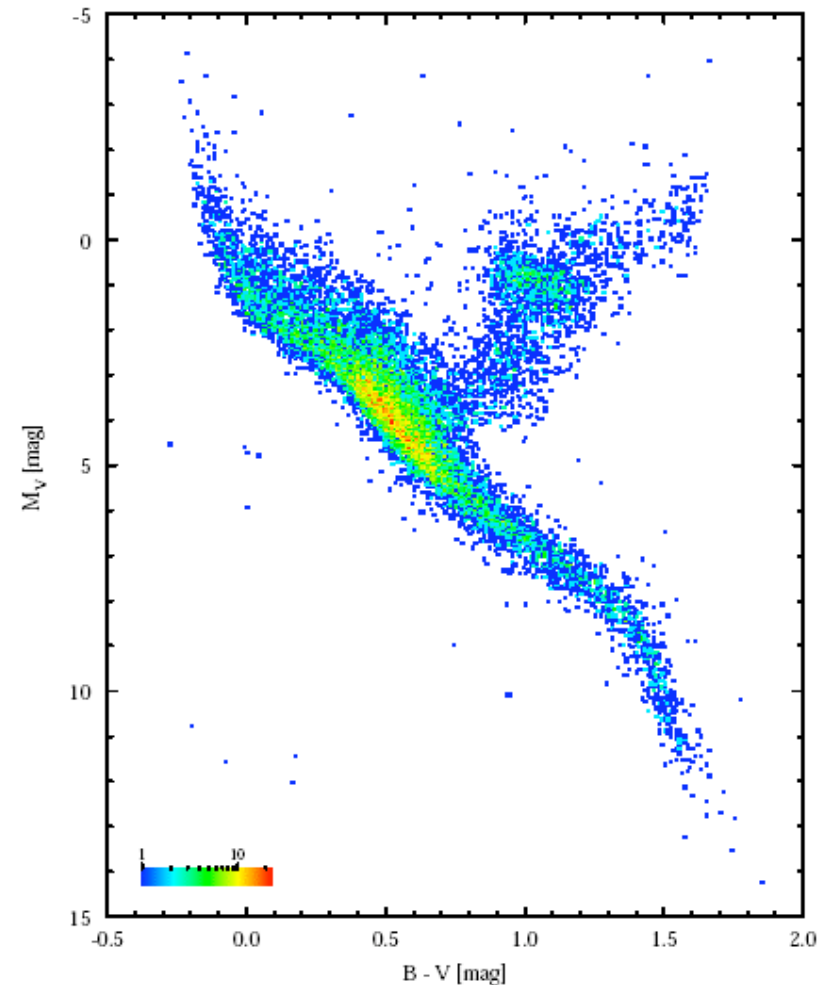
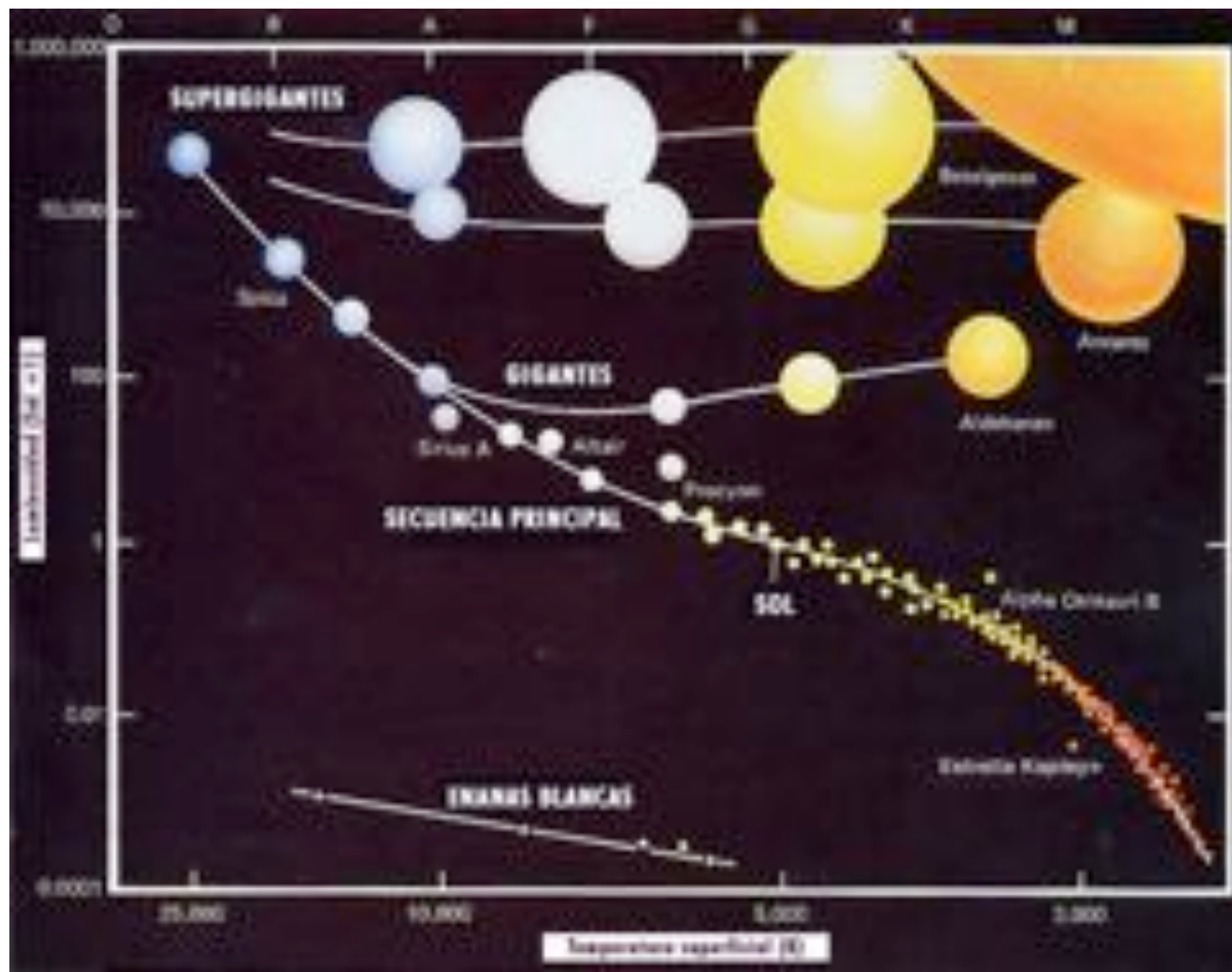
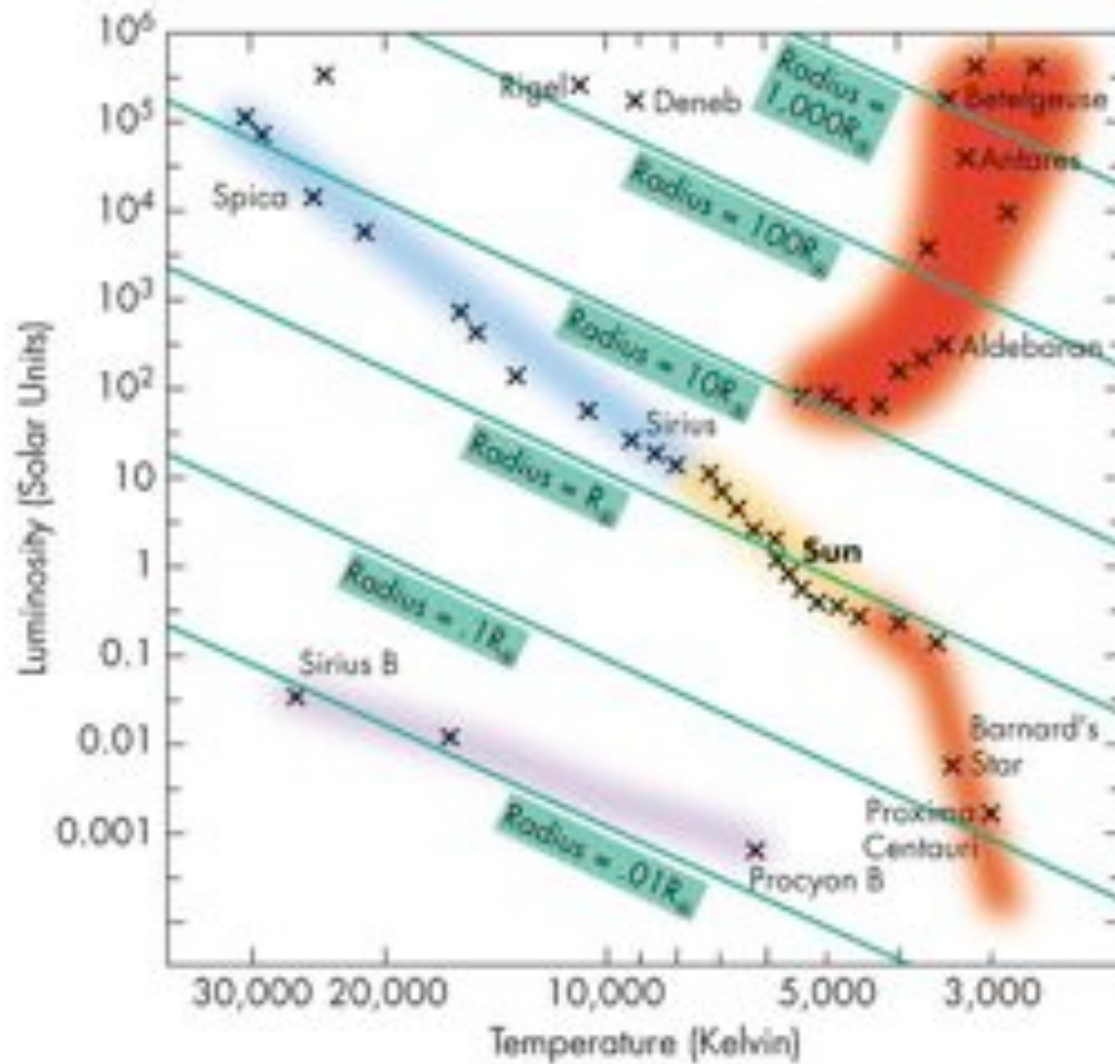


Diagrama HR con datos del satélite Hiparcos midiendo paralajes para miles de estrellas cercanas





Gigantes y enanos

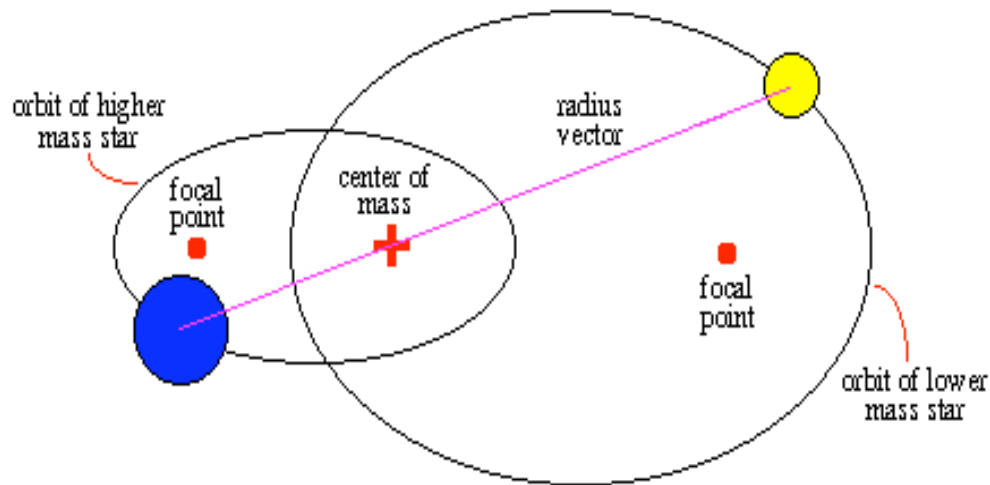
La misma temperatura que estrella en secuencia principal, pero:

- Más luminosidad → tienen que ser más grandes
- Menos luminosidad → tienen que ser más pequeños

Líneas: Relación entre T, L y radio para una cuerpo negro

Pesando estrellas: Estrellas binarias

Binary Star Orbit



- Sistemas múltiples de estrellas son muy comunes.
- Cada estrella está orbitando alrededor de su centro de masa común.
- Lo más probable es que se han formado juntos.
- Su mayor interés: permiten determinar la masa de las estrellas (es la única forma de hacerlo)

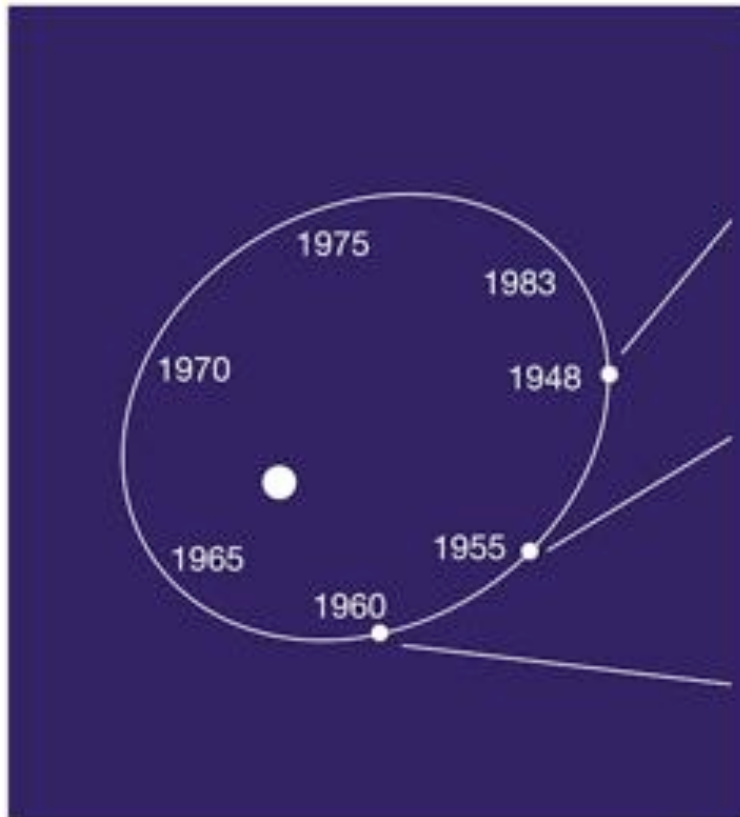
Principio de la determinación de la masa: Ley de gravitación
Ejemplo: Si se mide el movimiento de un planeta (periodo, distancia al Sol) se puede determinar la masa del Sol.

Diferentes tipos de estrellas binarios

- Se clasifican según la forma como se pueden observar:
 1. Visuales
 2. (Astrométricas)
 3. Espectroscópicas
 4. Fotométricas

Estrella binaria visual:

- Órbita y periodo se puede determinar directamente
- Con algunas hipótesis se puede:
 - Deducir la suma de la masa de las estrellas (en el caso que solo se puede determinar la órbita relativa)
 - Deducir la masa de cada estrella (si se puede determinar la órbita de cada estrella)



β Cygni ([Albireo](#)) es una estrella binaria visual.

Estrellas binarios astrométricos

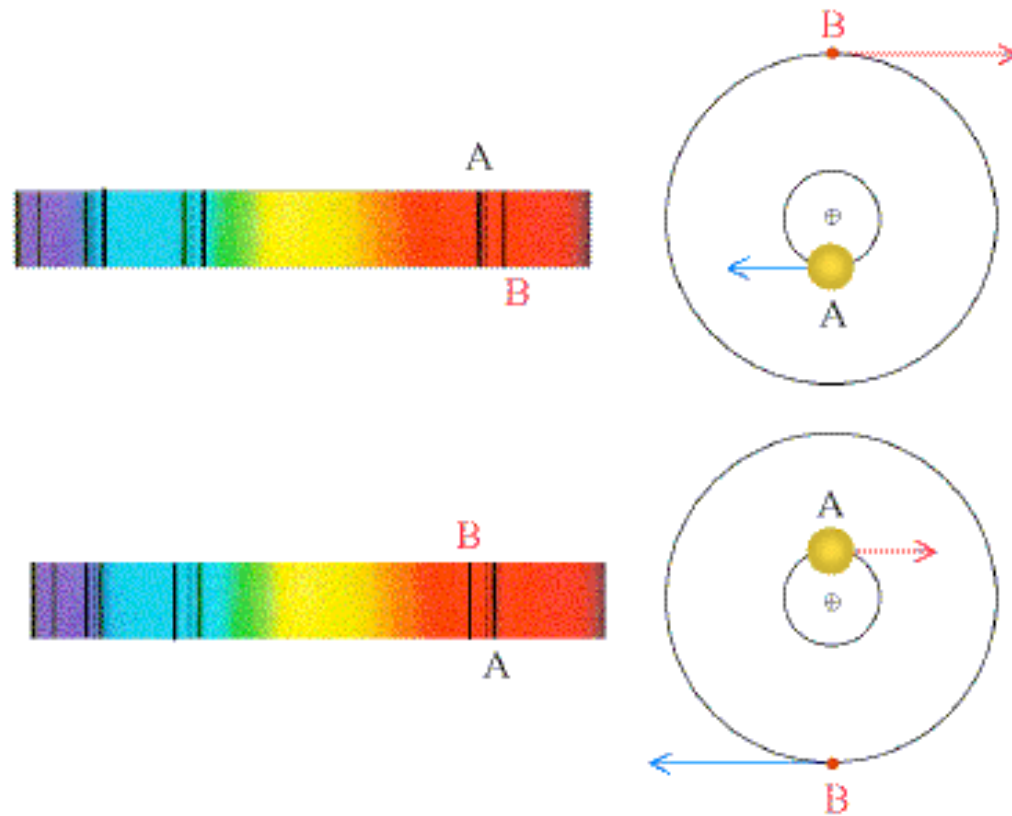
- Solo se nota el movimiento de la componente más brillante alrededor del centro de masa → se puede determinar suma de las masas

Ejemplo: Sirius
De su órbita fue concluido que tiene que tener un compañero que fue observado mucho después



Estrella binaria espectroscópica:

- Se ve la velocidad relativa de las estrellas mediante el efecto Doppler.
- Las estrellas pueden estar demasiado cercano para resolverlos por separado.
- Se puede determinar la velocidad y periodo.
- Permite determinar las masas si se conoce inclinación del plano de la órbita.



Estrella binaria fotométrica (o variables eclipsantes):

- Si la órbita está cerca de la línea de visión se producen eclipses
- De la curva de luz, se puede determinar los radios de las estrellas, si obtenemos también espectros (fácil)

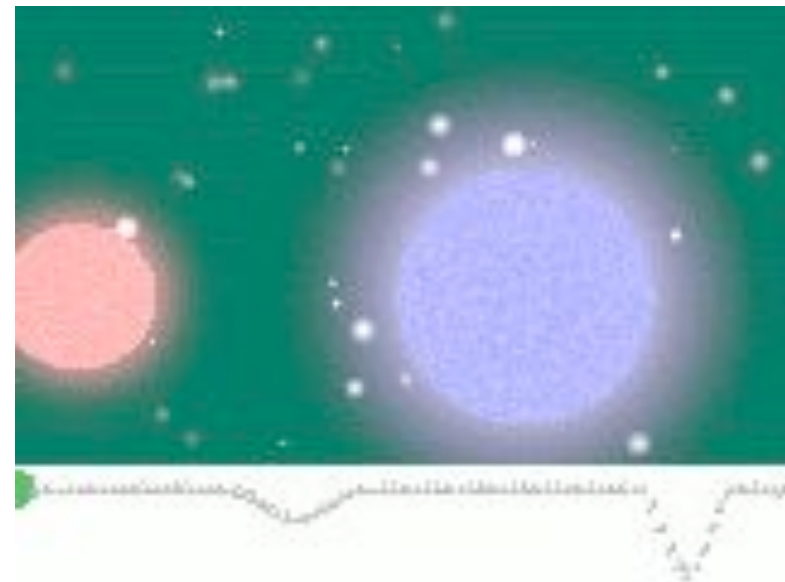
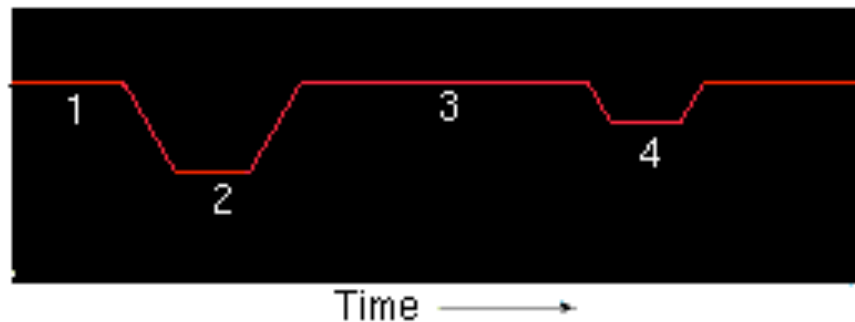
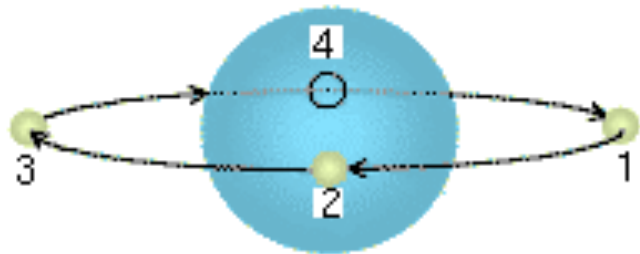
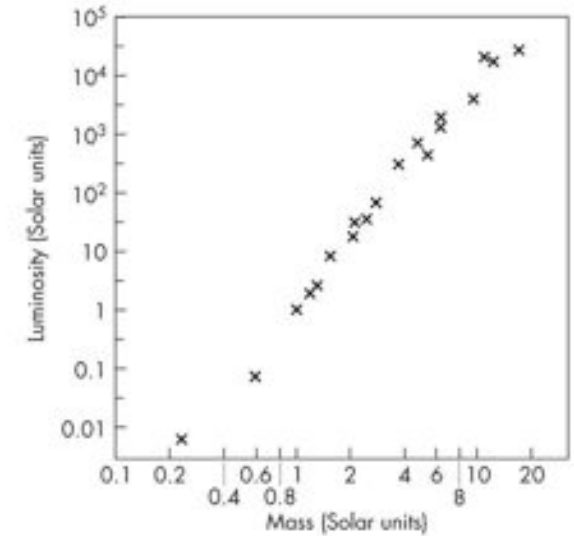
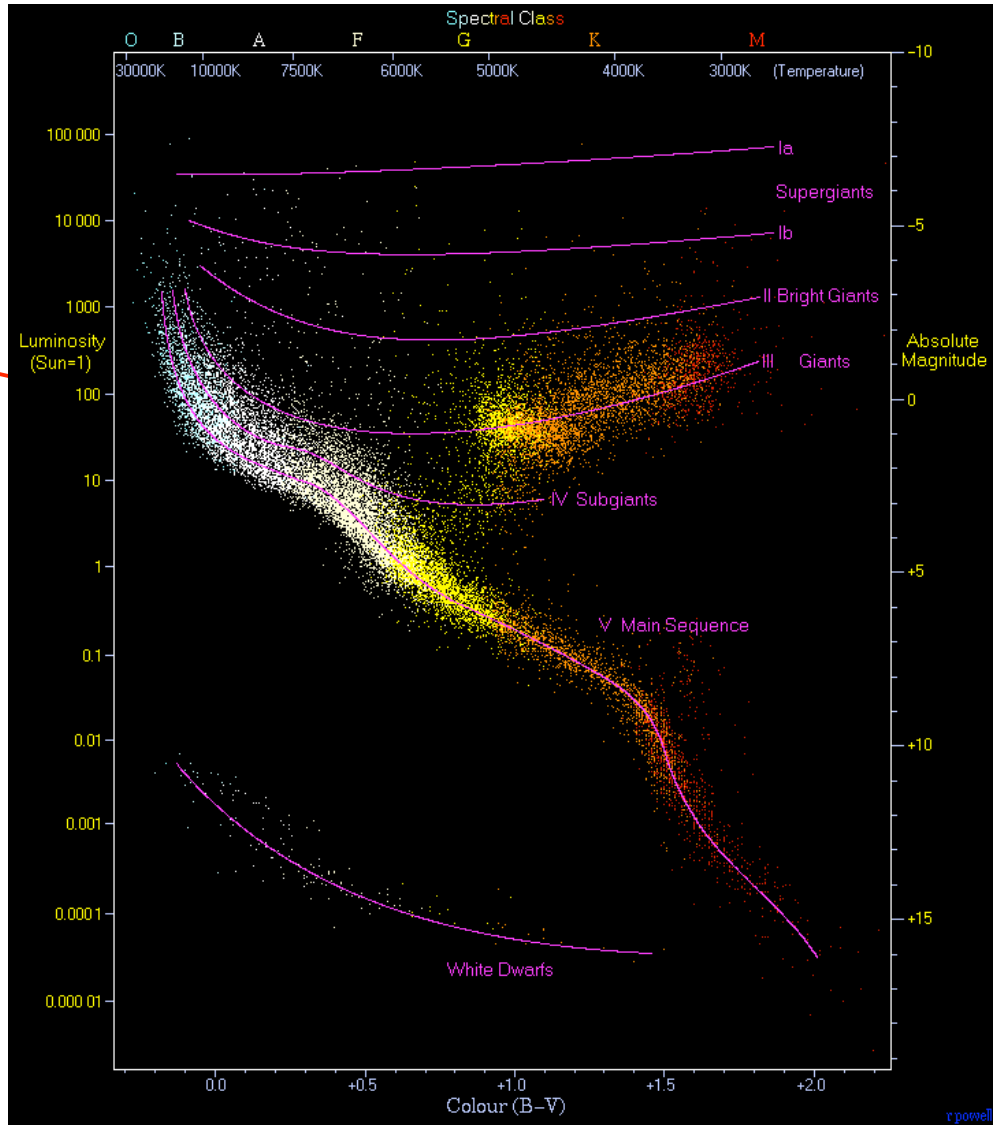


Diagrama Hertzsprung-Russell y masa estelar

Mas alta



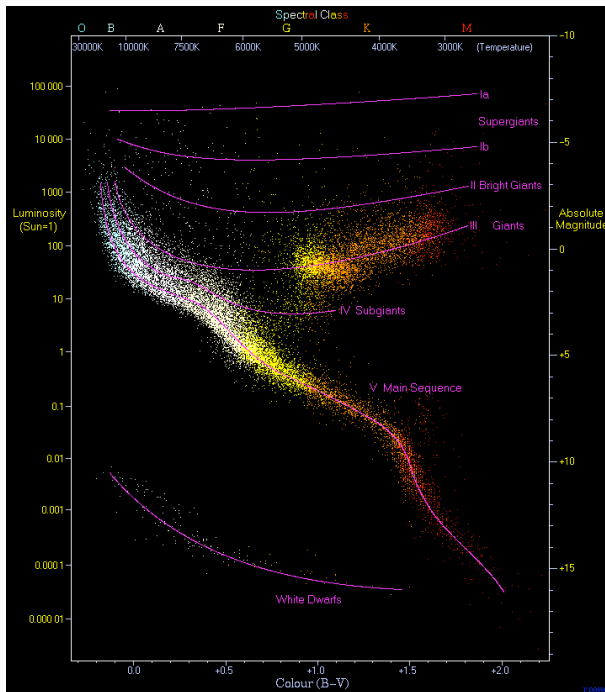
A

Resultado de la medición de masas demuestra que en la secuencia principal indican:

L **proporcional a M³** → la secuencia principal no puede ser secuencia evolutiva sino indica posiciones de diferentes estrellas.

Masa baja

Resumen de lo que sabemos sobre las estrellas de las observaciones



- **Diagrama Hertzsprung-Russell** relaciona T superficial de la estrella con luminosidad.
- Existe secuencia principal, zona de gigantes y enanas.
- En la secuencia principal:
 - L proporcional a M^3
 - Luminosidad aumenta con la temperatura
- **Preguntas abiertas:**
 - ¿Cómo evolucionan las estrellas? ¿Donde nacen y donde mueren en este diagrama? ¿Son los gigantes rojos estrellas jóvenes en fase de contracción?
 - ¿Cuál es la fuente de energía de las estrellas?
 - ¿Cómo es su interior?

¿Cómo producen las estrellas la energía?

- 1854: **Helmholtz & Kelvin** propusieron que la fuente era energía gravitatoria a través de la la contracción del sol.
→ Vida estimada del Sol: 10 millones de años
- 1904: **Rutherford** determinó la edad de la Tierra a través de decaimiento radioactivo en > 700 millones de años. Pero la gente no confió en la fiabilidad de su resultado de inmediato
- 1915: **Einstein**: Teoría de la relatividad general: $E = mc^2$
- 1920: **Eddington** propuso que la energía venía de la fusión de H en He. Idea:
 - 4 átomos de H se convierten en He
 - Masa de 4H < masa de He
 - La diferencia en masa se transforma en energía y permitiría al Sol emitir la luminosidad que emite durante 10 000 millones de años.
 - Pero: no había base física como podría funcionar, como se podría superar la energía repulsiva que inhibe que se acerquen protones
- 1928: **Gamov**: teoría del “tunneling”
- 1929: **Atkinson & Houthermans** aplican teoría a reacciones nucleares en el interior de estrellas: Fusión nuclear era posible a temperaturas más bajas de lo que se pensaba. Pero: ¿Cuales eran procesos concretos?

Producción de energía en estrellas

Fusión nuclear: $4\text{H} \rightarrow \text{He}$
Masa de $4\text{H} = 1.007 \times \text{Masa de He}$

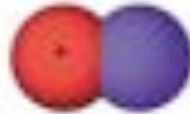
La diferencia en masa se puede convertir en energía según $E = mc^2$



Composición de H y He



Hidrógeno



Deuterio (isotopo de H)

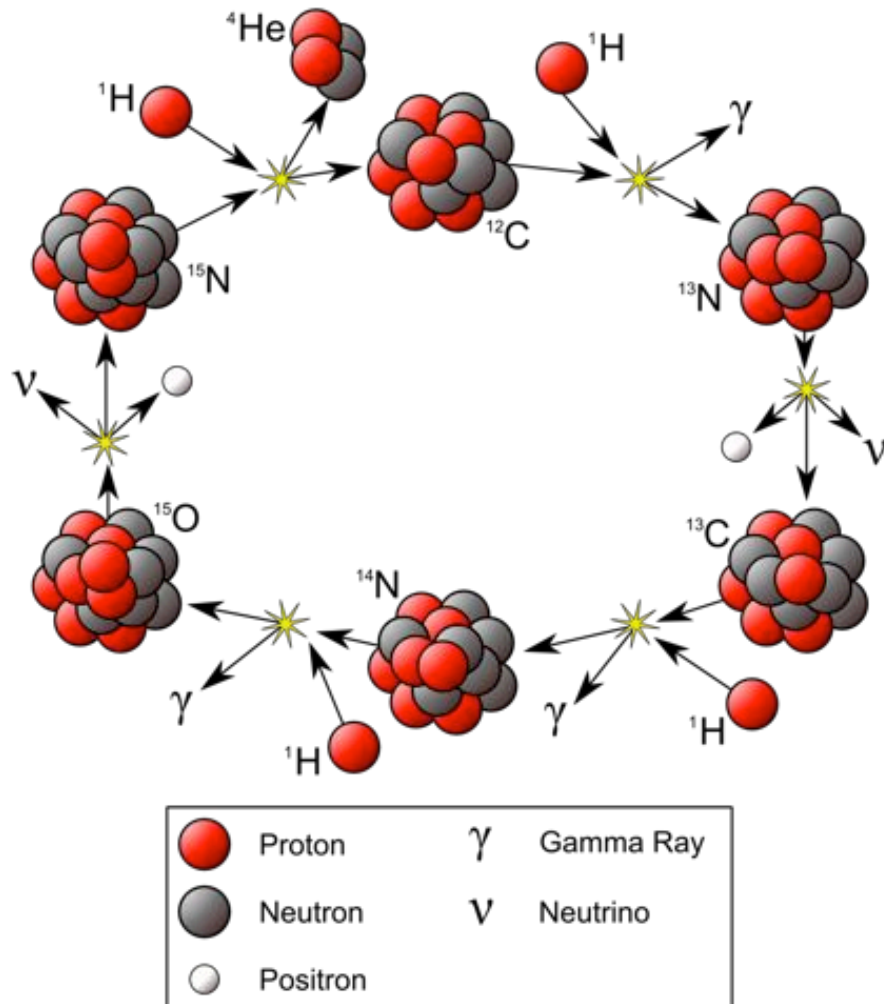


^3He (isótopo de He)



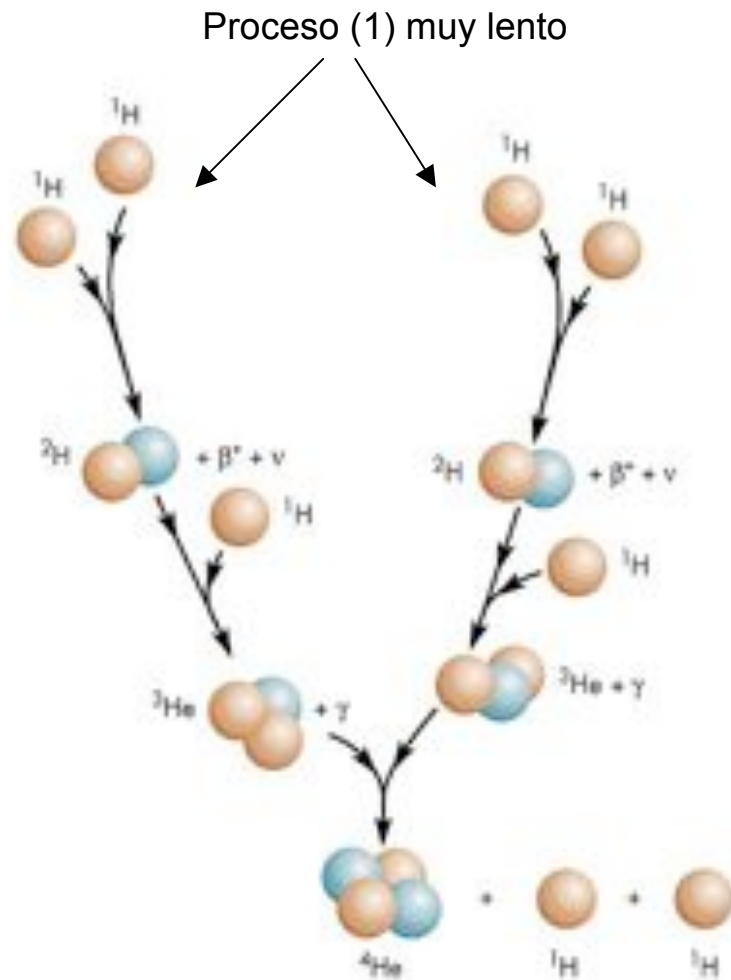
Helio

Nucleosíntesis



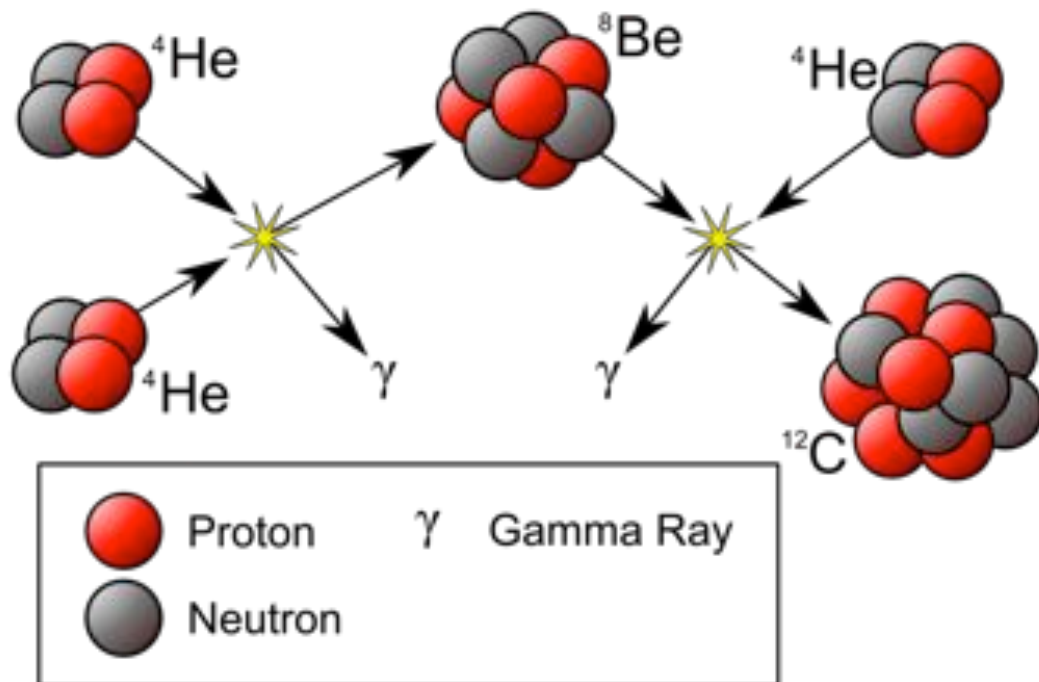
- El primer ciclo que se conocía: CNO, encontrado en 1939 y 1938 por C.F. V. Weizaecker, y H. Bethe. Los dos recibieron el premio nobel por eso.
- C es un catalizador, no se gasta
- Hacen falta temperaturas altas para que funcione ($T > 16$ millones K), más altas que en el Sol ($T \approx 15$ millones K).
- Este ciclo es importante para estrellas con masa $> 1.1 M_{\text{sol}}$
- **¿Cómo produce el Sol su energía?**
- **Este ciclo no puede ser el primer paso: Como se produce C?**

Ciclo pp: Producción de He



- Propuesto por Bethe en 1939
El el ciclo relevante para estrella de masa parecida al sol (hasta masas de 1.1 Msol)
Pero como seguir?
Como producir elemento más pesados que He?
Problema: no hay elementos estable con número de masa 5 o 8 \rightarrow no se puede simplemente añadir H o He

Proceso triple alpha



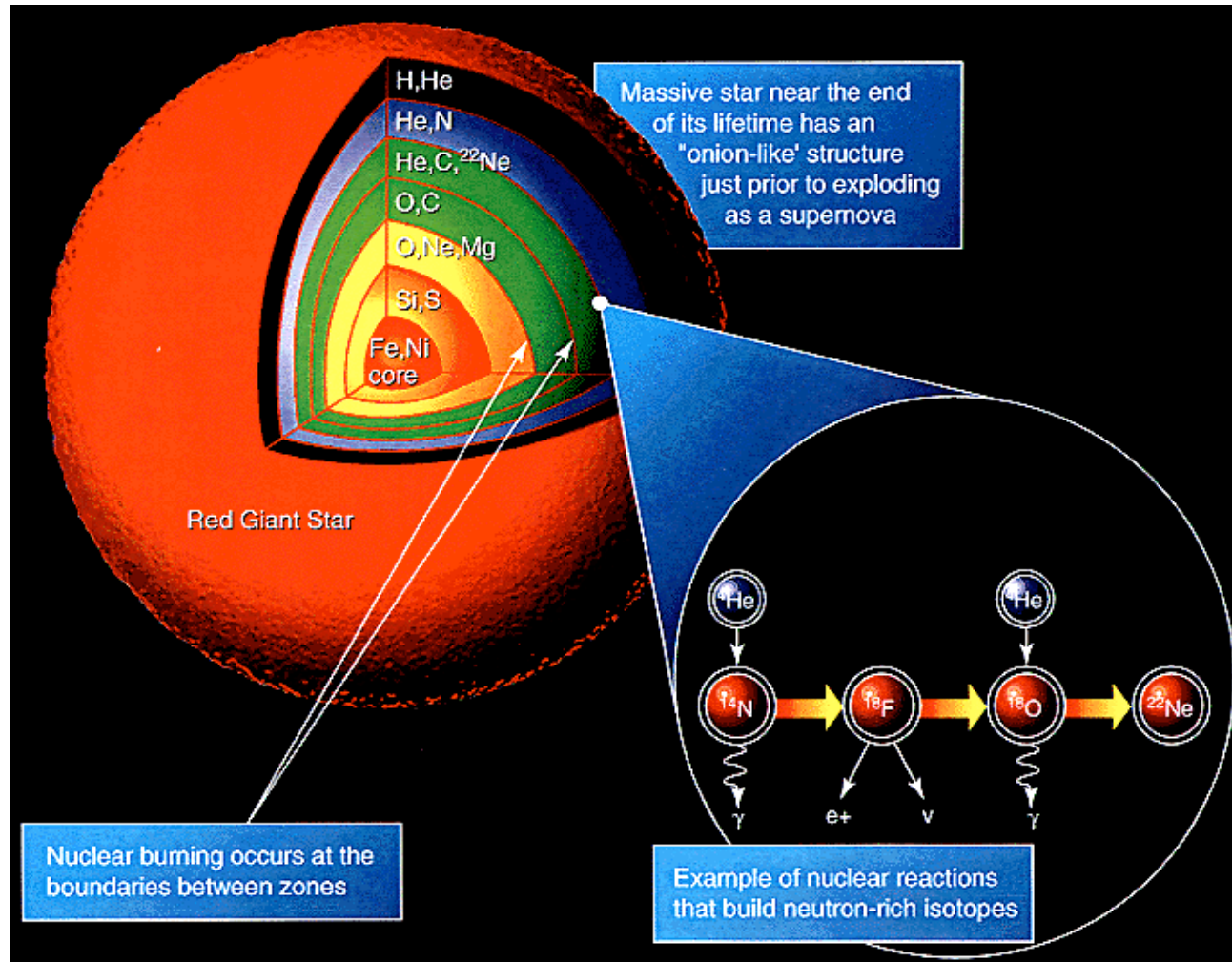
- Solucion: 3 núcleos de He ("particula alpha") se juntan practicamente instantaneamente (${}^8\text{Be}$ decae rapidamente) para formar C
- Proceso propuesta 1951 por Oepik y 1952 por Salpeter. 1953 Fred Hoyle propuso que se produce C excitado la probabilidad del proceso aumenta y se puede explicar la luminosidad de una estrella

Siguientes pasos

Si la estrella tiene suficiente masa, puede producir hasta Fe en el núcleo, pero después las reacciones son endotérmicas.

Los elementos se producen añadiendo a un núcleo He (p.e.: $^{12}\text{C} + ^4\text{He} \rightarrow ^{16}\text{O}$ o otros núcleos (p.e.: $^{12}\text{C} + ^{12}\text{C} \rightarrow ^{24}\text{Mg}$)

¿Donde se formaron los elementos más pesados que Fe?



El interior de las estrellas

1) Producción de energía en el centro

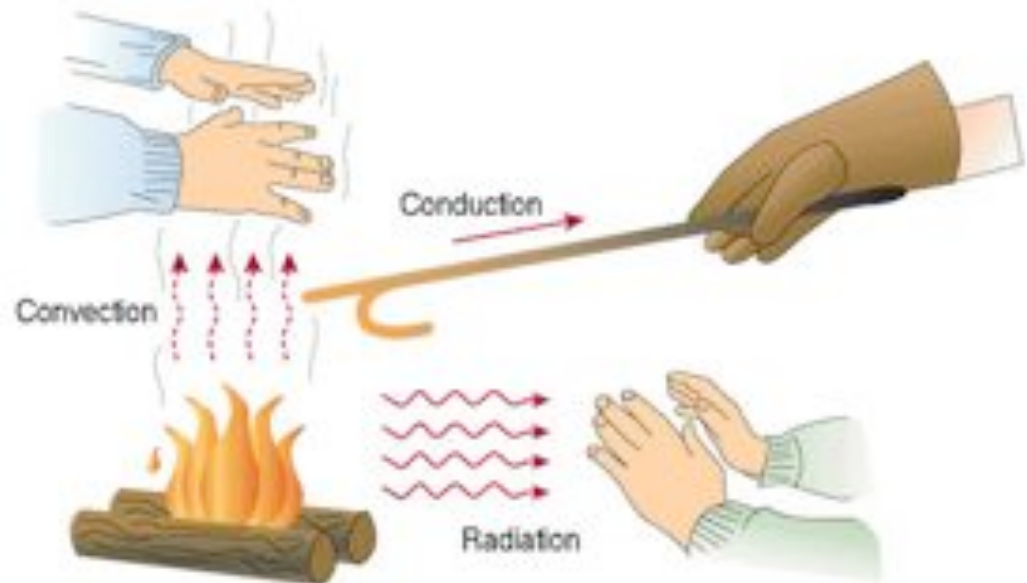
- En el centro se produce la energía vía fusión nuclear.
- Las temperaturas son entre 10 ($m < M_{\text{sol}}$) y 100 (estrella más masivas) millones de grados.

2) Transporte de energía hacia fuera

- Formas de transporte: **Conducción** (calor se transmite a través de un medio), **radiación** (por fotones), **convección** (aire caliente transporta calor)

- En las estrellas la densidad es baja, así la **conducción no es importante**.
- **Convección** es importante si hay un gradiente de temperatura grande.
- **Radiación** es importante si fotones se pueden propagar fácilmente

¿Qué está pasando aquí?



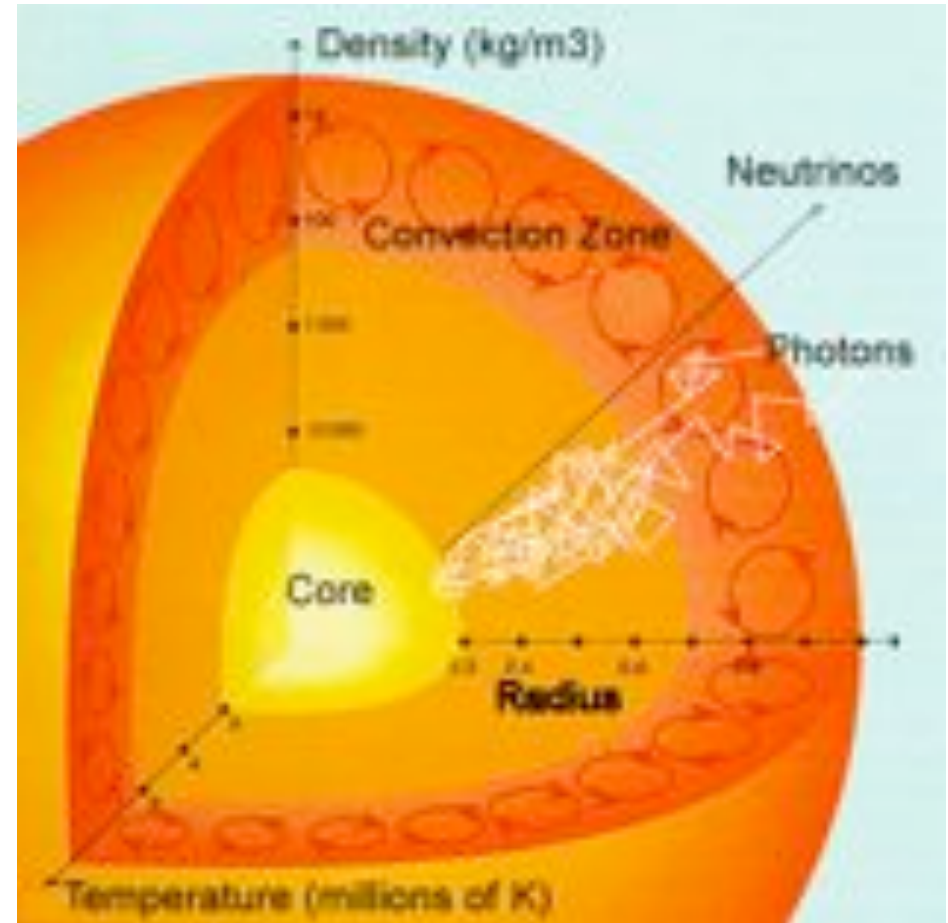
- En el interior produce energía con el proceso pp que es más ineficiente que el de CNO.
- La energía se propaga vía radiación hacia fuera
- Los fotones hacen un camino aleatorio y largo: son absorbidos y reemitidos muchas veces. Tardan unos 100 000 años en salir del sol.

¿El espectro de fotones del interior del sol es igual al espectro en la superficie?

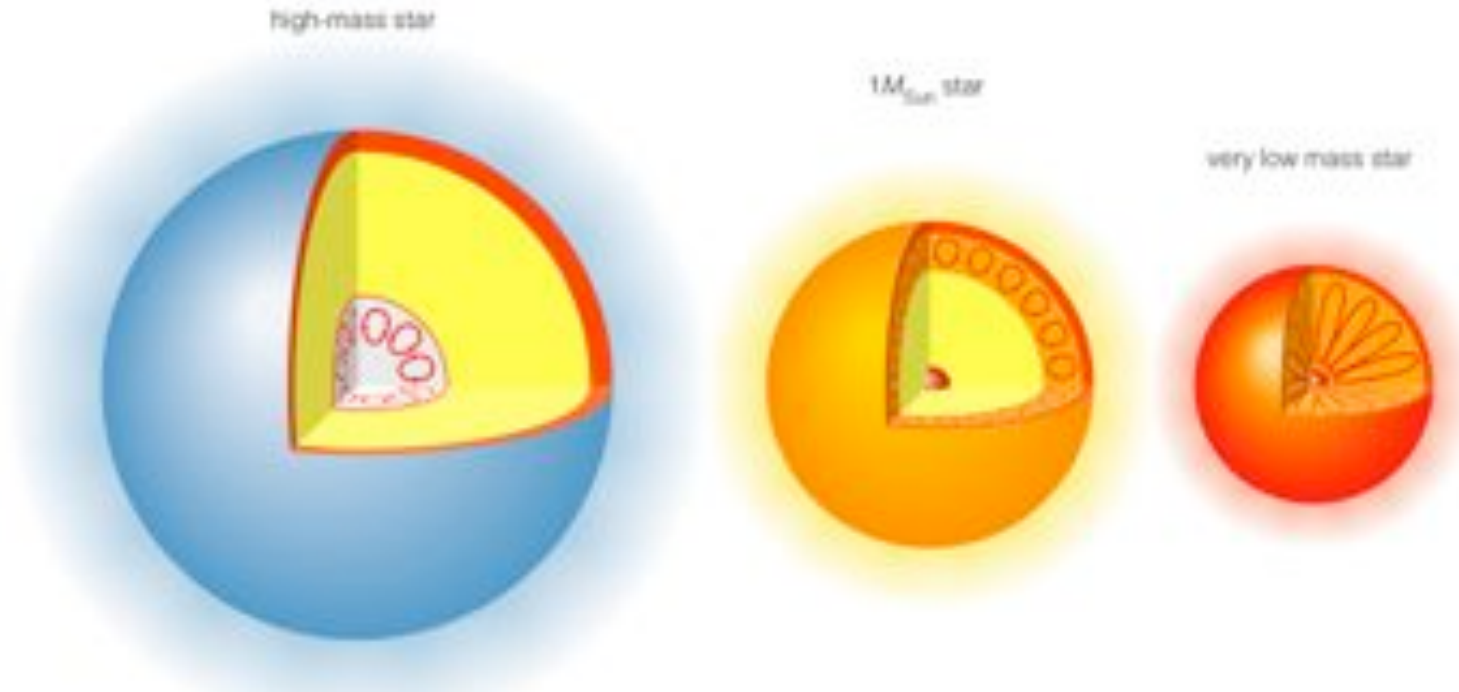
- En la zona exterior el transporte via radiación se hace más difícil y convección es importante.



El interior del sol



El interior de otras estrellas



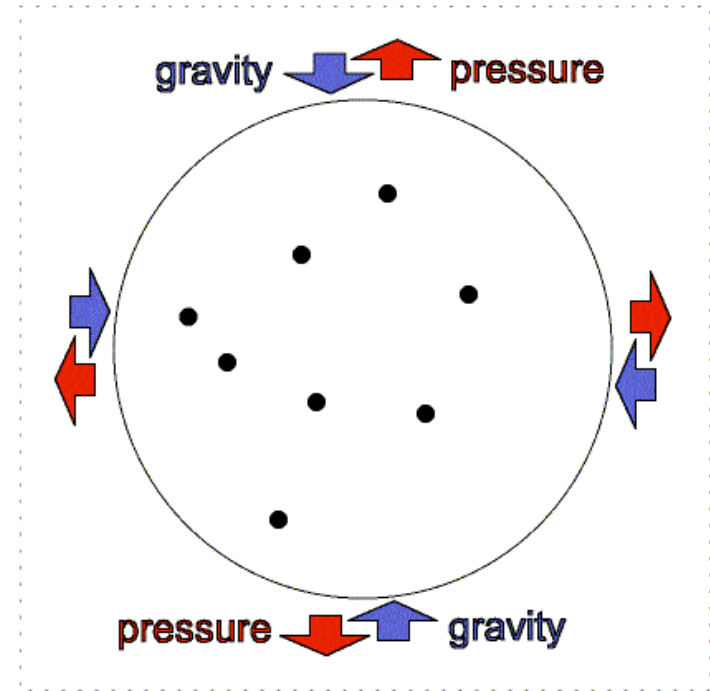
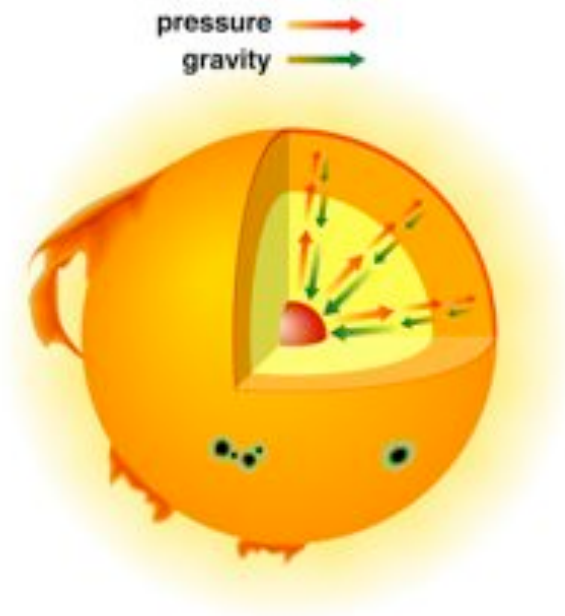
La importancia relativa de radiación y convección depende de la masa de la estrella:

- **Estrellas masivas:** Alta producción de energía vía ciclo CNO, transporte por radiación no es suficiente y se crean importantes zonas de convección. Más afuera radiación es suficiente
- **Estrellas de masas intermedias:** Zonas de convección solamente en la zona exterior
- **Estrellas de poca masa:** Transporte por convección porque el gas es frío y “opaco”

Estabilidad de una estrella

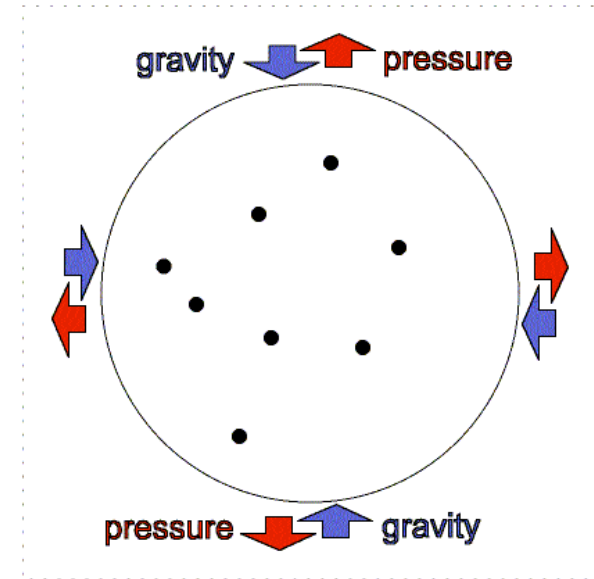
Compresión por gravitación está en equilibrio con presión por la temperatura del gas.

¿Qué pasa si de pronto se produce más energía en el núcleo?



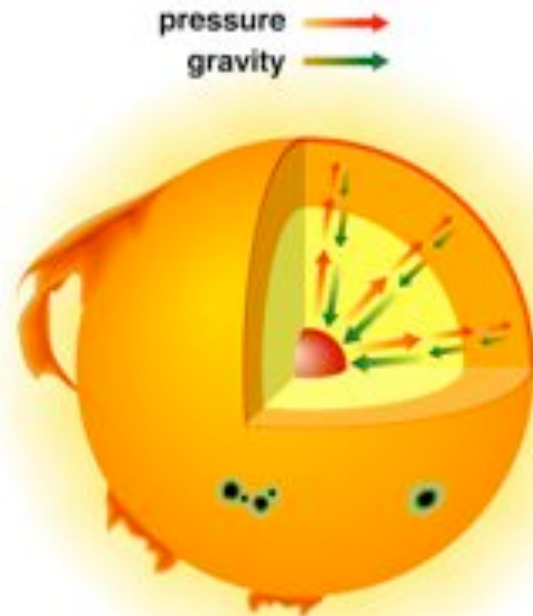
Estabilidad de una estrella

Compresión por gravitación está en equilibrio con presión por la temperatura del gas y la presión de radiación (importante para estrellas masivas).



¿Qué pasa si de pronto se produce más energía en el núcleo?

- ✓ El gas se calienta a una temperatura más alta
 - ✓ La presión aumenta.
 - ✓ La estrella expande.
 - ✓ La temperatura baja.
 - ✓ El ritmo de producción de energía en el centro disminuye.
- Estabilidad.



Podemos entender $L \propto M^3$:

M más alta → T en el centro más alto → fusión nuclear más eficiente → produce más energía por masa

El interior de una estrella

Hay unas simples leyes con las que se puede describir modelar las estrellas:

1. **Equilibrio hidrostático:** A cada radio, el peso de masa del gas está compensado por la presión del gas
2. **Transporte de energía:** La energía producido en el centro se transporta hacia fuera vía radiación o convección
3. **Conservación de masa**
4. **Conservación de energía:** La energía por tiempo está producido en todas las zonas es igual a la luminosidad total

- Entre 1916 y 1924 (¡ya!) [Arthur Eddington](#) publicó una serie de artículos sobre la estructura interior del Sol donde puso estas leyes.
- Las leyes son simples en sí y permiten estimar por ejemplo: L proporcional a M^3 (¡bien!)
- Hacer modelos con más detalles es complicado, por ejemplo: ¿con qué eficiencia absorbe el gas los fotones? Cuál es la importancia relativa de la radiación y convección?
- Son la base para entender la evolución de las estrellas, pero es complicado, porque hacia el final de la vida de una estrella los procesos son rápidos y dramáticos.

Para hacer y usar modelos de las estrellas hace falta

- Ordenadores para resolver las ecuaciones para cada capa, y en función del tiempo.
- Observación útiles para compararlos.

La vida de una estrella: La formación

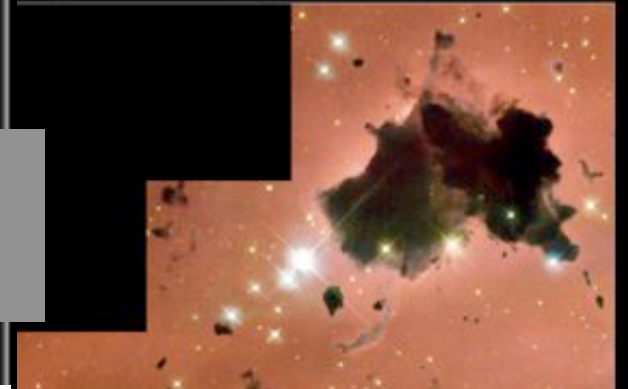
Las estrellas se forman de un colapso de una nube de gas

Nubes oscuras



Pilares de gas en la nebulosa del aguila (una zona de formación estelar)

Keray's Globules in IC 2944

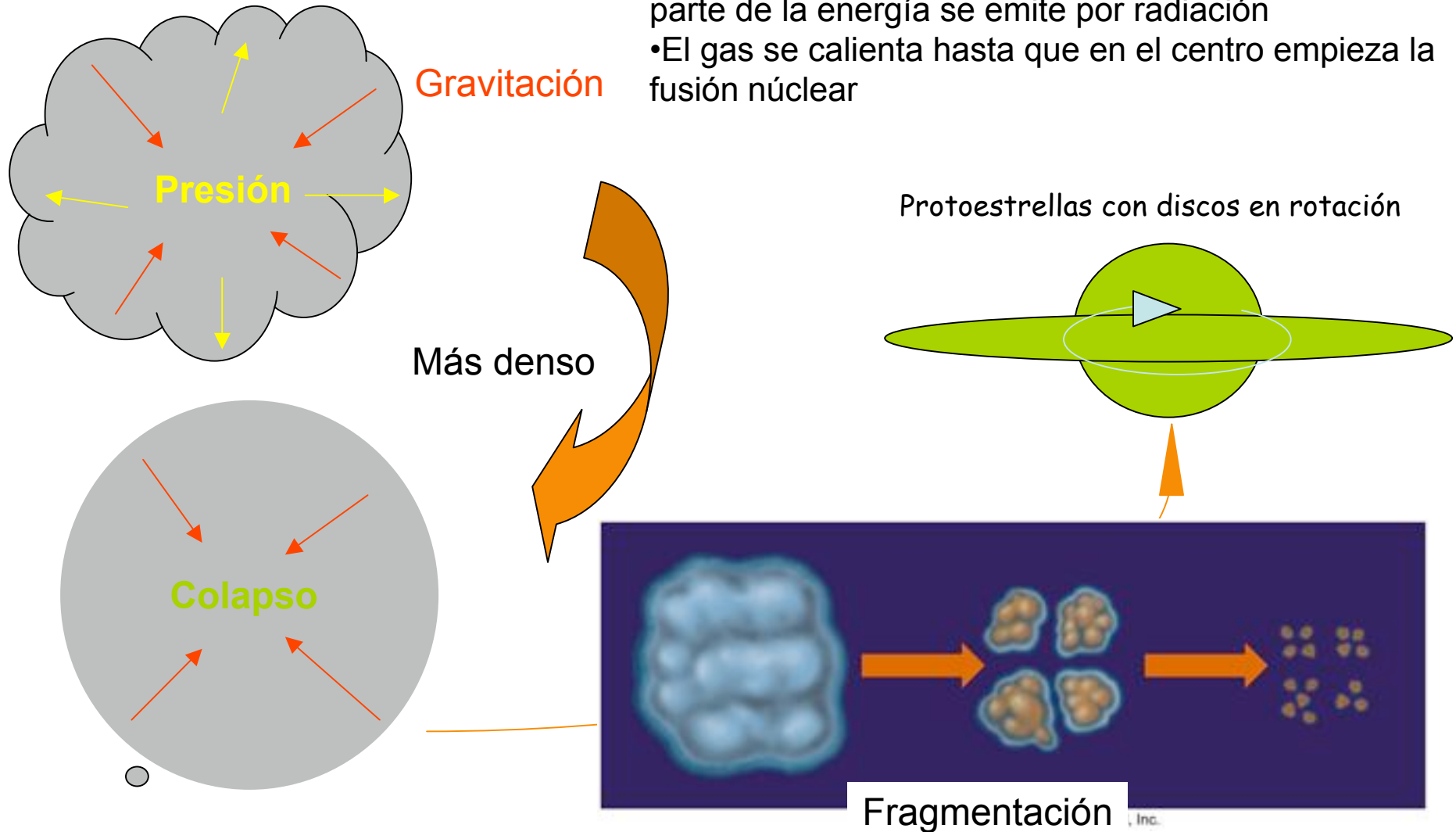


La formación de una estrella

- Una nube de gas puede estar estable.
- Si algo le presiona fuerte, puede superar un límite de estabilidad y colapsa.

Durante el colapso:

- La nube fragmenta en subgrupos
- El gas se hace más denso y más caliente, pero gran parte de la energía se emite por radiación
- El gas se calienta hasta que en el centro empieza la fusión nuclear





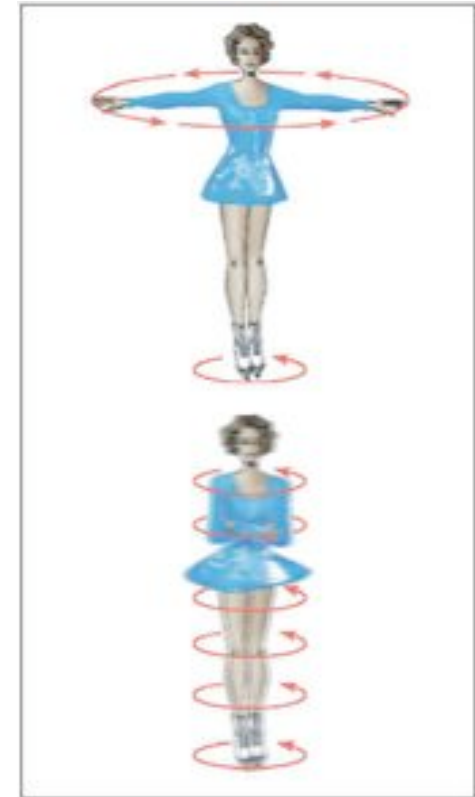
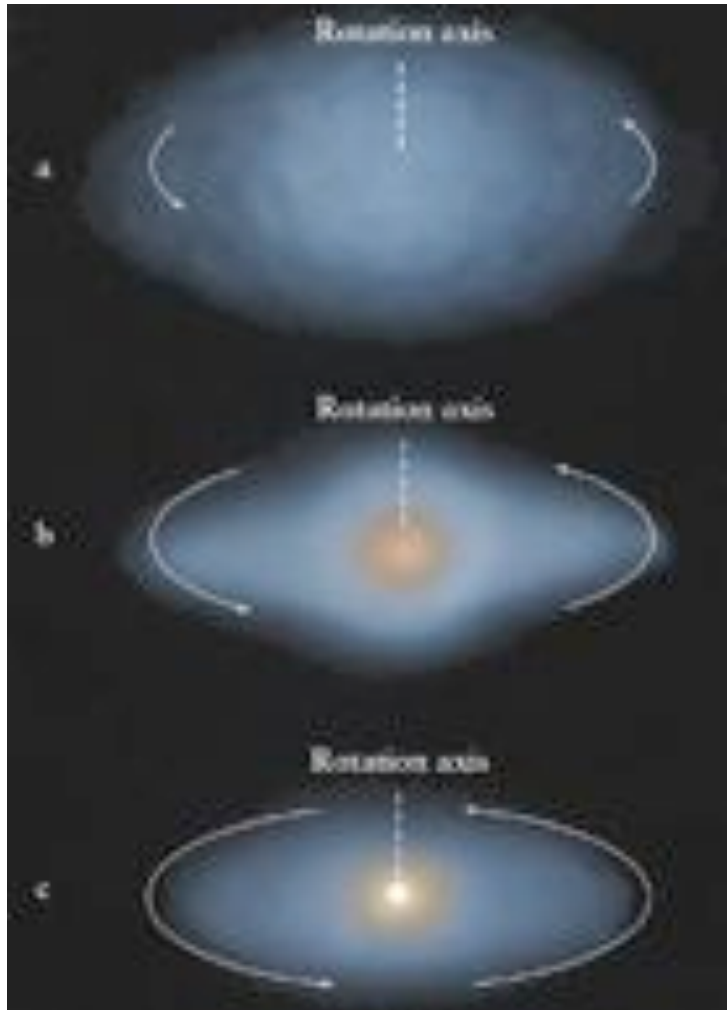
- Las estrellas no se forman solas, sino en grupos de cientos a miles.
- Se forman con una cierta distribución en masa
- Se forman mucho más estrellas de baja masa que de masa alta.

Cúmulo globular (miles de estrellas viejas):
Estrellas que se han formado al comienzo de la
formación de la Vía Láctea
(¿Porqué no se forman hoy en día?)

Cúmulo Abierto (Pléyades): Decenas a
cientos de estrellas jóvenes que se han
formado hace poco



La formación de un disco



El momento angular se conserva

→ El colapso es fácil paralelo al eje de rotación pero difícil perpendicular

→ Se forma un disco de "acreción"

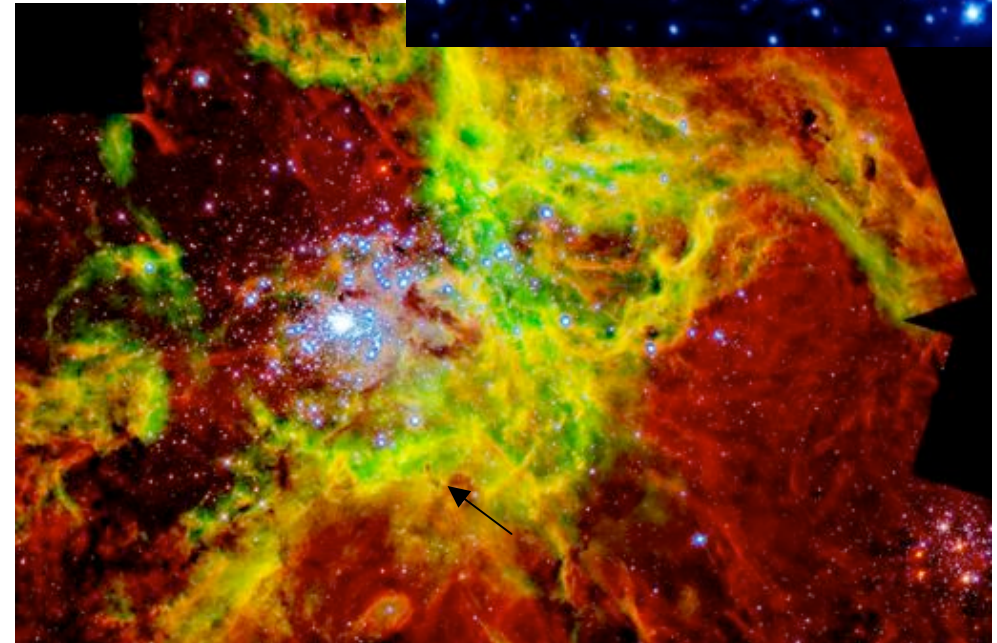
¿Qué nos dicen las observaciones?

30 Doradus en la Gran Nube de Magallanes

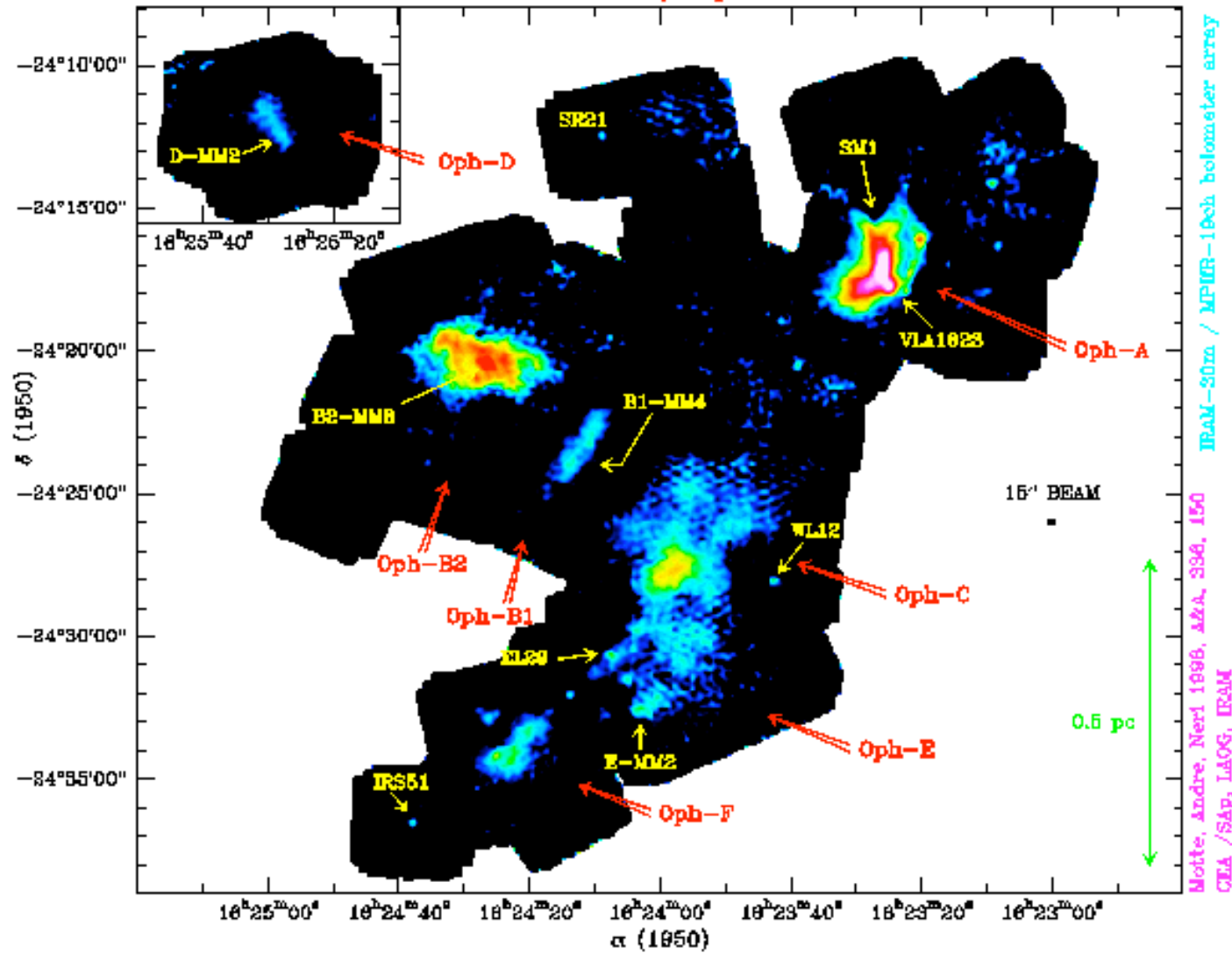


Nebulosa del Aguila

- Se van las zonas densas donde estrellas se están formando.
- Con frecuencia está en zonas donde antes se han formado estrellas → provocado por el efecto de las estrellas masivas.
- Radiación de estrellas ya formadas evapora gas



1.3mm mosaic of ρ Oph main cloud

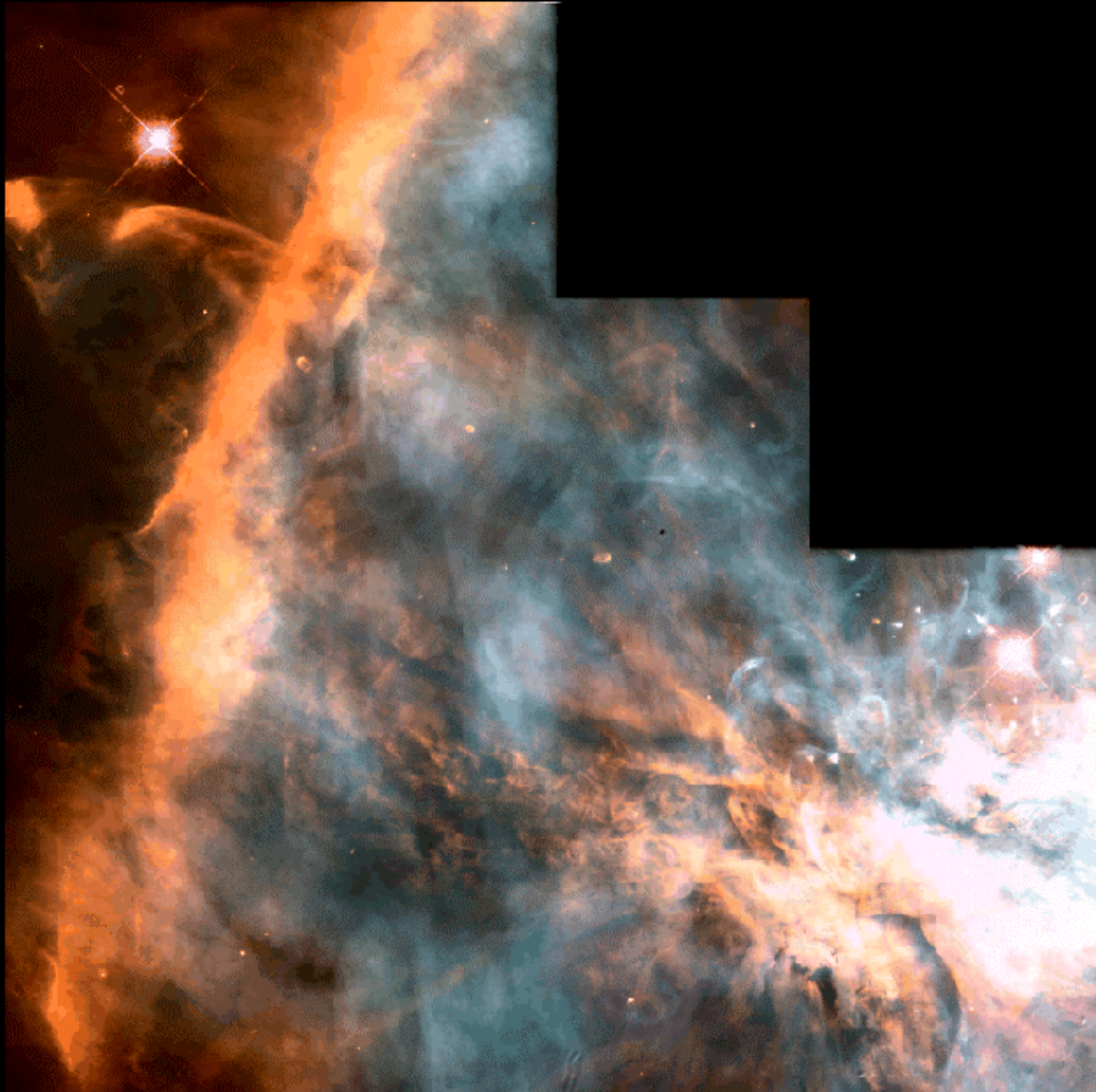


Observando
nubes pre-
estelares
(nubes densas,
pero aún no en
la fase de
colapse)

Conclusiones sobre:

Distribución de masas de estrellas cuando se forman (Initial Mass Function)

The Orion Nebula



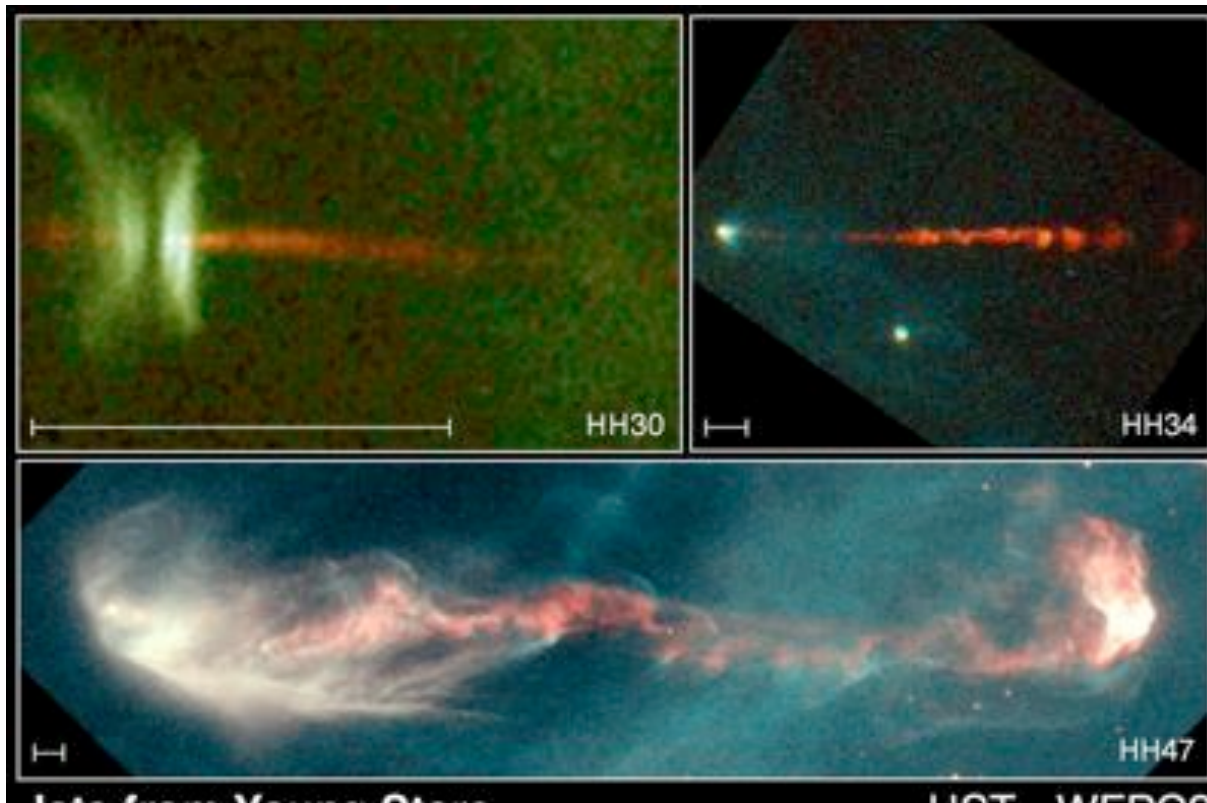
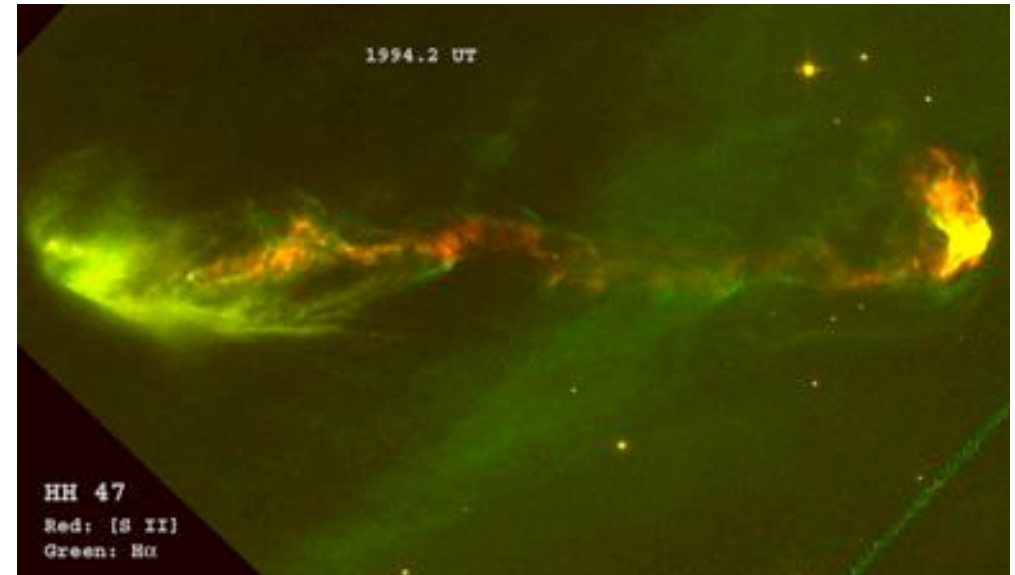
Hubble Space Telescope
Wide Field and Planetary Camera 2



*Gas, polvo
interestelar y
estrellas jóvenes*

Estrellas jóvenes

- **Objetos Herbig Haro:** Estrellas jóvenes en proceso de formación con disco y chorros
- Los chorros se producen mientras material está todavía cayendo a la estrella



La vida de una estrella: Fase adulta

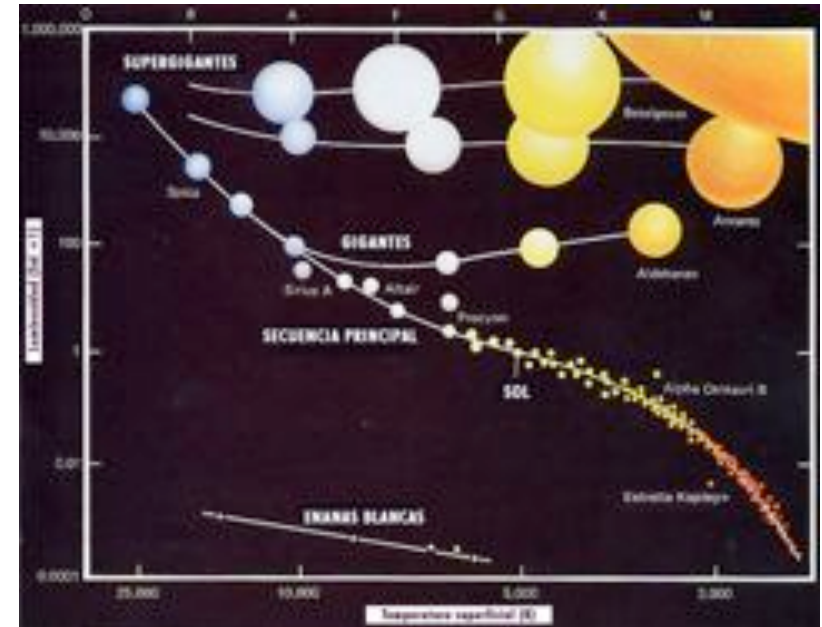
Características:

- Es la fase de producción de energía por fusión de $H \rightarrow He$
- Las estrellas se encuentran en la **secuencia principal = fase de equilibrio hidrostático**
- El parámetro que diferencia sus propiedades y su evolución es la masa.

Tiempo de vida, t , de una estrella

$$T = M/L = M/M^{3.5} = M^{-2.5}$$

- El sol vive 10 000 millones de años
- Una estrella de 10 Msol vive 30 millones de años
- Una estrella de 30 Msol vive 2 millones de años



Las estrellas más masivas y menos masivas

Las estrellas más masivas:

Hay dos razones porque hay un límite superior:

- 1) Durante el colapso de la nube, esta fragmenta en partes más pequeñas, así que nubes muy grandes no pueden colapsar
- 2) Estrella muy masiva no son estables:
Luminosidad proporcional masa^{3.5}
 - Estrellas masivas emiten mucha radiación
 - Presión de radiación importante y provocan viento estelar
 - Limitan masa superior de estrellas que se pueden formar a unos 50-100 Msol

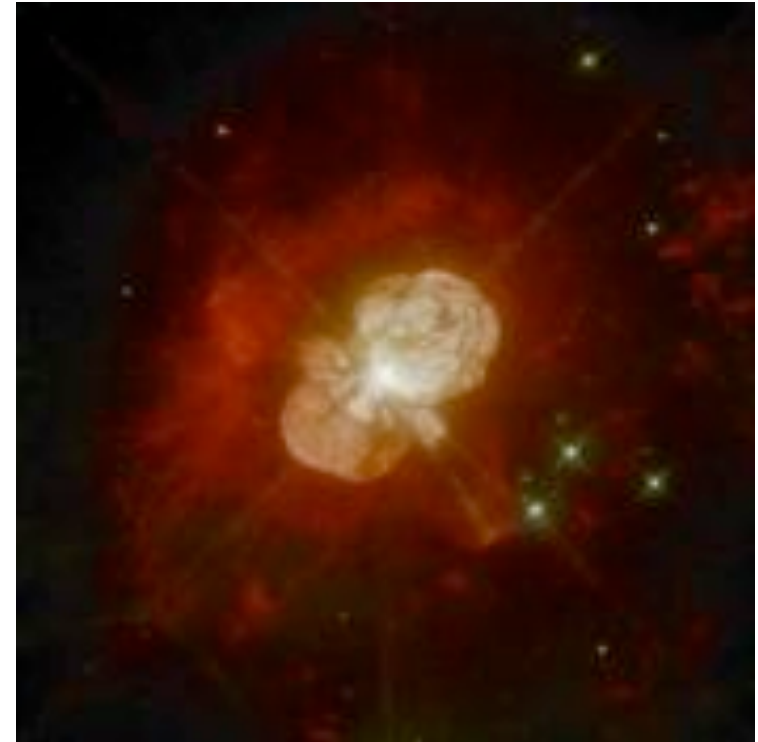
Las estrellas menos masivas

Objetos por debajo de unos 0.08 Msol no alcanzan las temperaturas en su centro para empezar la fusión nuclear ($T > 2.7$ millones K).

Se llaman entonces "Enanas marrones"

Siguen contrayéndose, haciéndose cada vez más frío

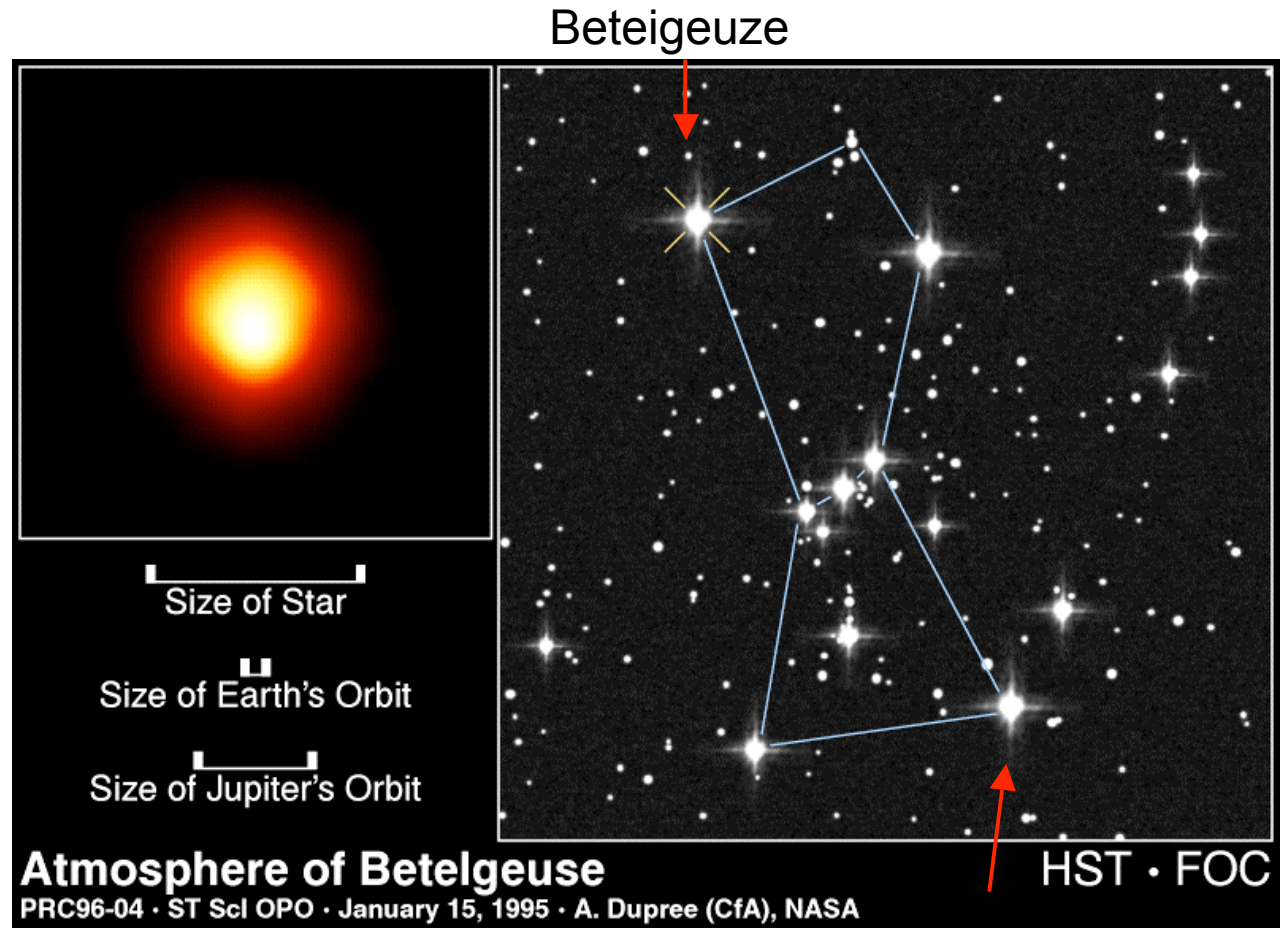
Pueden fusionar deuterio



Eta Carinae, un sistema binario de estrellas masivas (de unos 60-70 Msol), perdiendo rápidamente gas

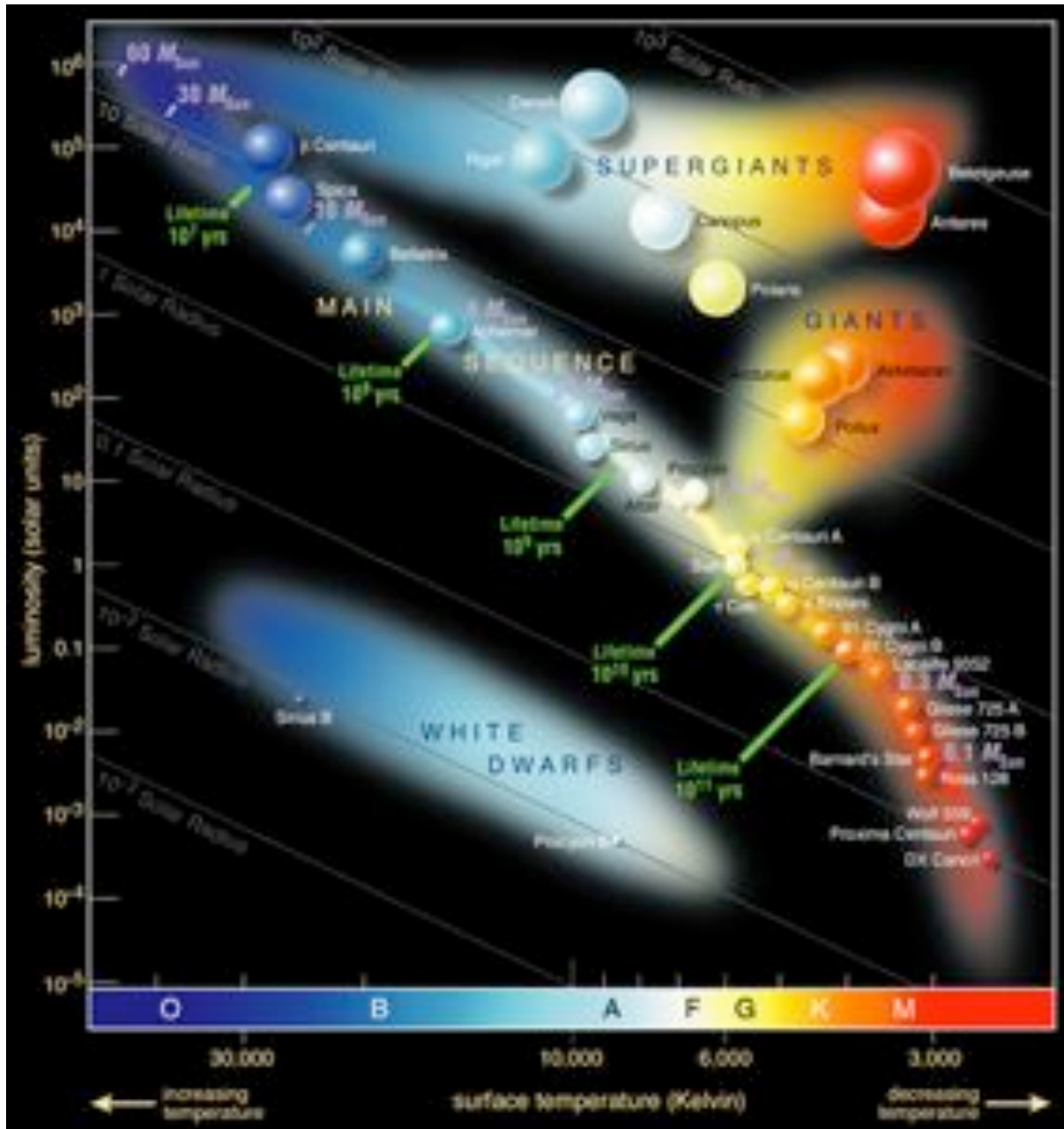
Ejemplo: Beteigeuze y Rigel en Orion

- **Beteigeuze** es una supergigante roja con 800 veces el radio del Sol
- **Rigel** es una supergigante azul con 50 veces el radio del Sol



El sol en 5000 millones de años será una gigante roja y será:

- 2000 veces más brillante
- 100 veces más grande (se comerá Mercurio)

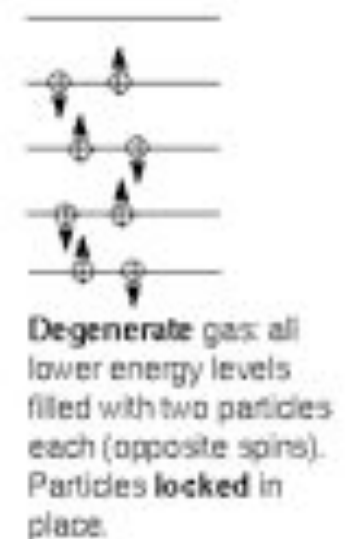
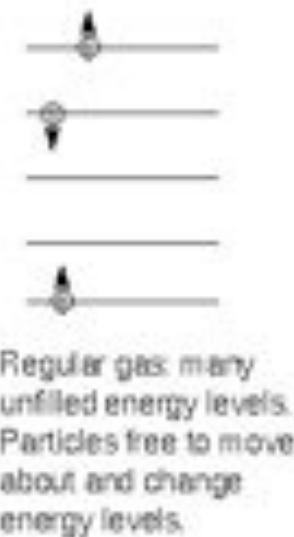
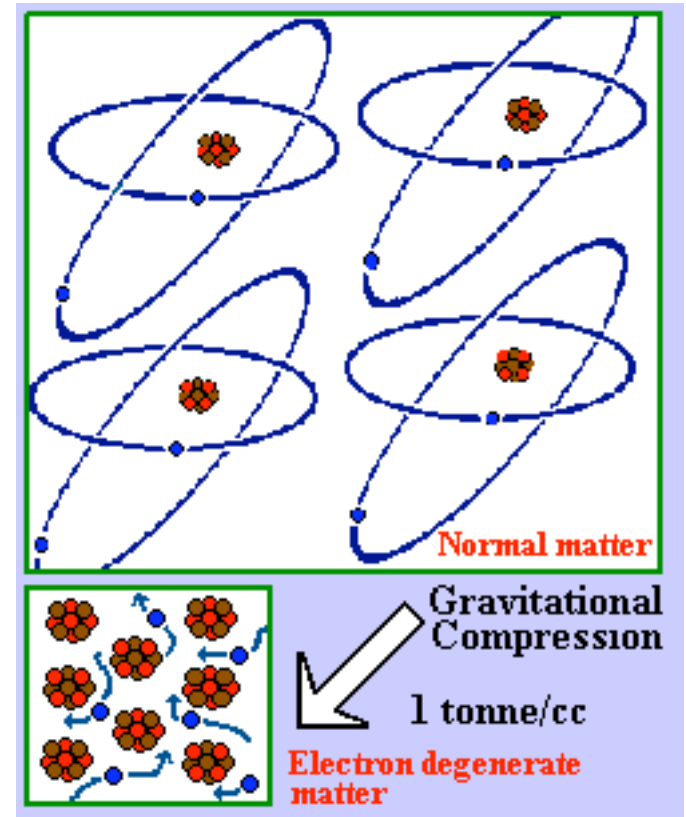


Materia degenerada y fusión de He

El núcleo de He sigue contrayéndose, se hace más denso y se calienta.

Si la densidad y presión son suficientemente alto, **la materia se degenera:**

- La materia se convierte en un gas de nucleos y electrones.
- Parecido a lo que pasa en un átomo, hay diferentes niveles de energía para los electrones - pero para todo el núcleo
- Solamente un electrón puede estar en un estado de energía. Los niveles están llenos hasta un cierto nivel. Cambiar electrones de nivel requiere mucha energía porque hay que meterles en el nivel más alta.
- La densidad es hasta 1 millón la densidad en la Tierra



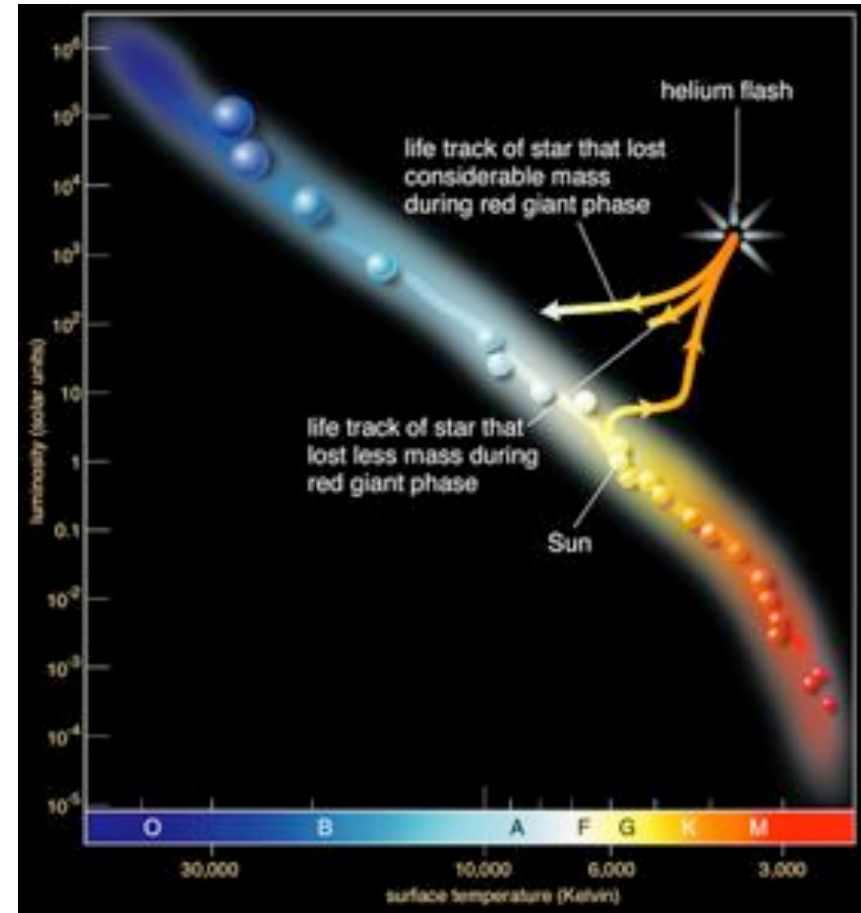
Fusión de He y el "flash" de He

La temperatura sigue aumentando y puede empezar la fusión de He

- Estrellas con $M < 0.4 M_{\text{sol}}$ no alcanzan las temperaturas para fusionar He.
- En estrellas con $M > 3 M_{\text{sol}}$ la fusión de He empieza antes de que el núcleo se puede degenerar.

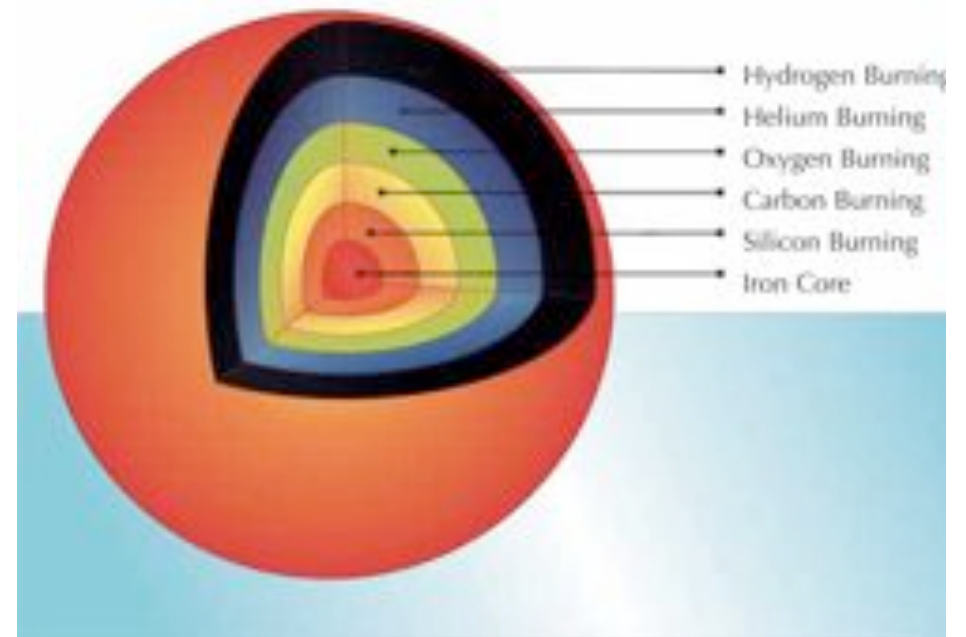
- En estrella intermedias, la fusión empieza en gas degenerada liberando mucha energía en poco tiempo. La materia degenerada no puede expandir apenas, la temperatura aumenta, la fusión se acelera → una situación de inestabilidad, el "flash de Helio".

- Dura poco tiempo (unos minutos). El gas se des-degenera y pasa al equilibrio hidrostático



Fusiones siguientes

- Si la estrella tiene suficiente masa, estos pasos pueden repetirse, hasta tener una estructura de capas con diferentes fusiones que tienen lugar
- Los pasos son cada vez más rápidos



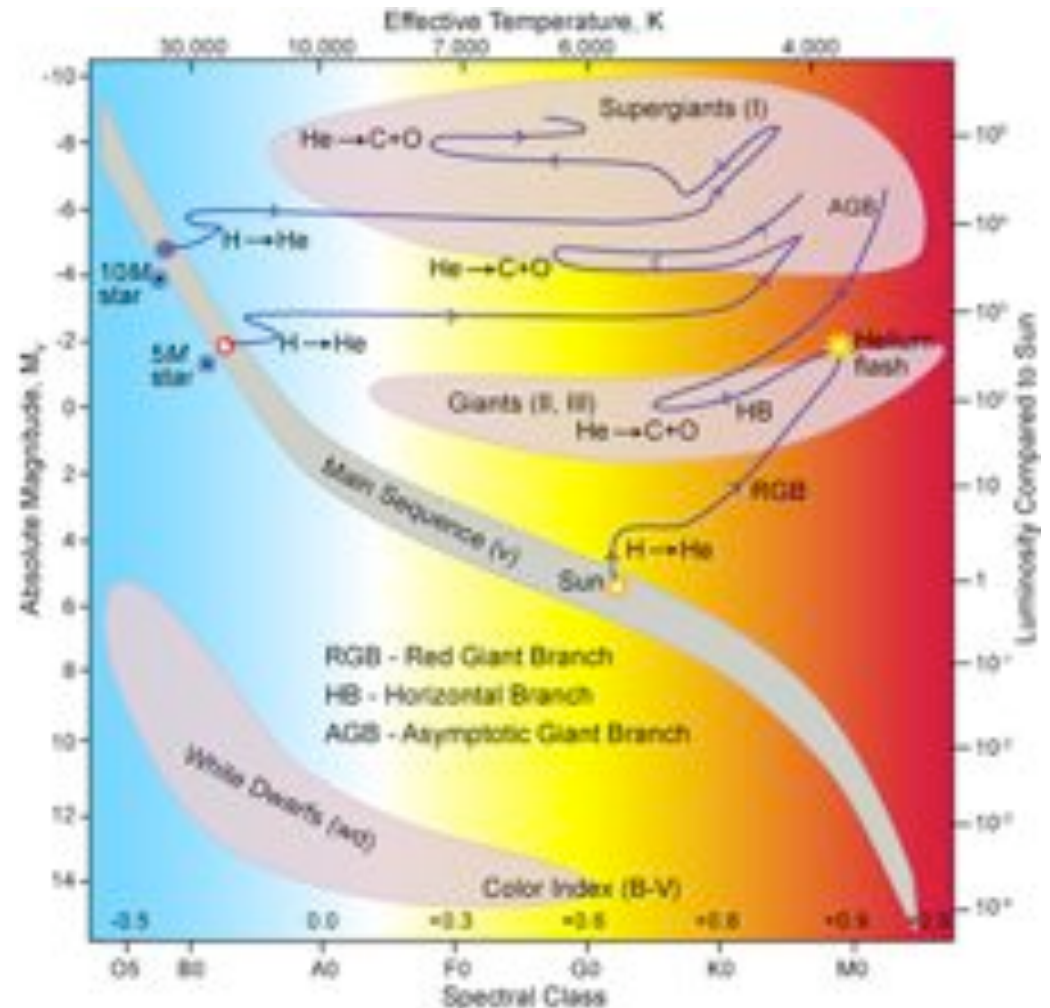
Fusión de	Productos	Temp. minima (millones K)	Masa minima(Msol)	Duración para 25 Msol
H	He	4	0.1	7 millones años
He	C, O	120	0.4	500 000 años
C	Ne, Na, Mg, O	600	4	600 años
Ne	O, Mg	1200	8	1 año
O	Si, S, P	1500	8	0.5 año
Si	Ni → Fe	2700	8	1 día

Evolución post-secuencia principal en el diagrama Hertzsprung-Rusell

La evolución es **rápida**, **depende de muchos parámetros** (mezcla de material en el interior por convección, materia degenerada o no, pérdida de materia...) y es mucho tiempo **fuera de equilibrio**.

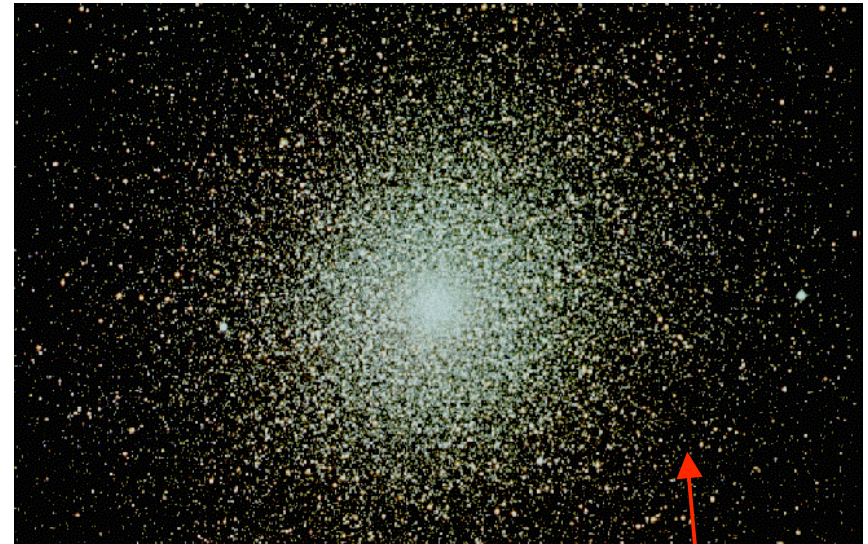
Con simulaciones en ordenador se intenta seguir la evolución y entender lo que pasa en el interior de las estrellas (que no vemos)

¿Cómo podemos comprobar que todo es correcto?



Comprobar los modelos: cúmulos de estrellas

- No podemos ver la evolución de una estrella individual
- Pero: Las estrellas en los cúmulos han nacido a la vez y por eso tienen la misma edad.



Cúmulo globular.

- Contiene entre 100 000 y millon de estrellas.
- Son ligados por gravitación.
- Las estrellas han formado hace mucho tiempo



Cúmulo abierto

- Contiene entre 10 y 100 estrellas
 - No están ligado por gravitación y se van dispersando
 - Las estrellas son jóvenes, han formado hace poco tiempo
- (¿Hay también cúmulos abiertos viejos?)

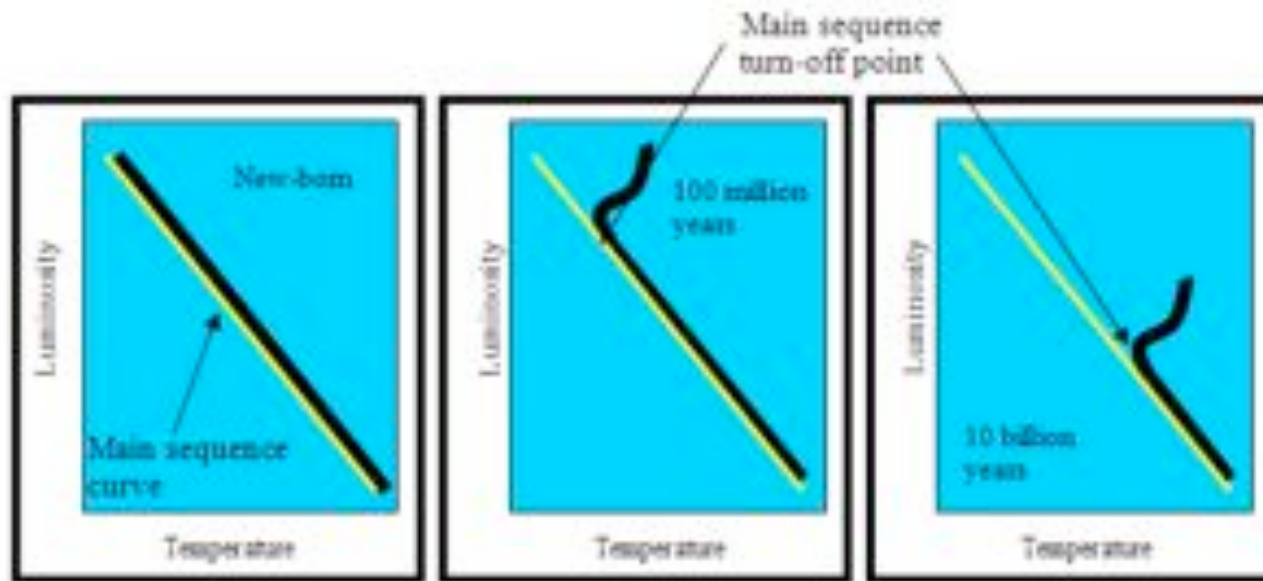


Diagrama Hertzsprung-Russell de cúmulos:

- o Se ve estrellas en la secuencia principal hasta cierta luminosidad
- o En una luminosidad determinada se desvía hacia gigantes → esto es el futuro de la evolución de una estrella

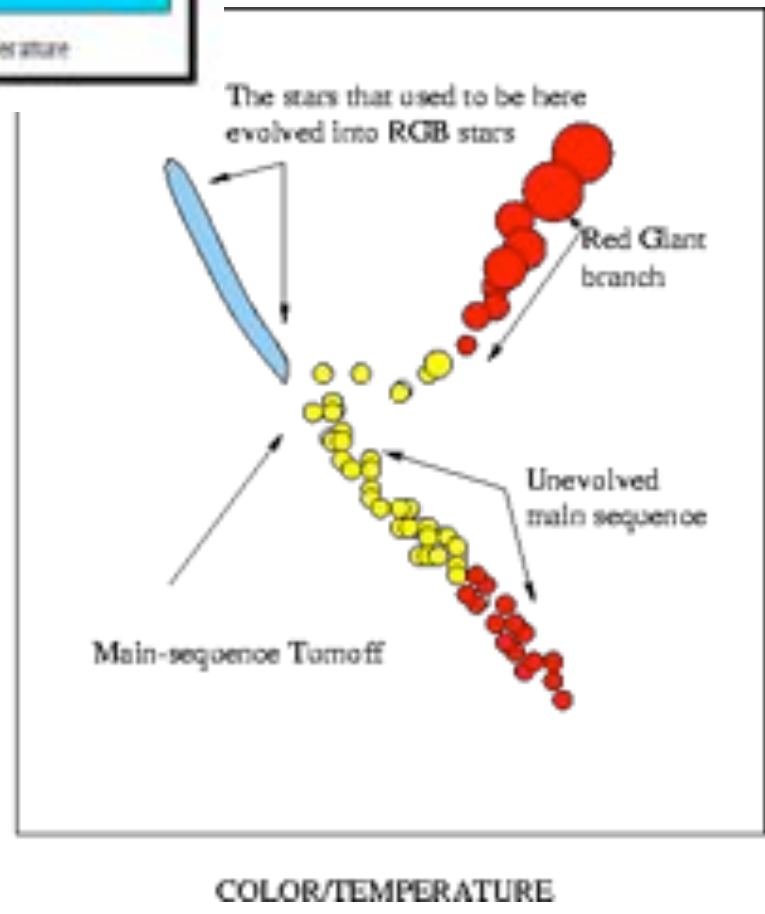
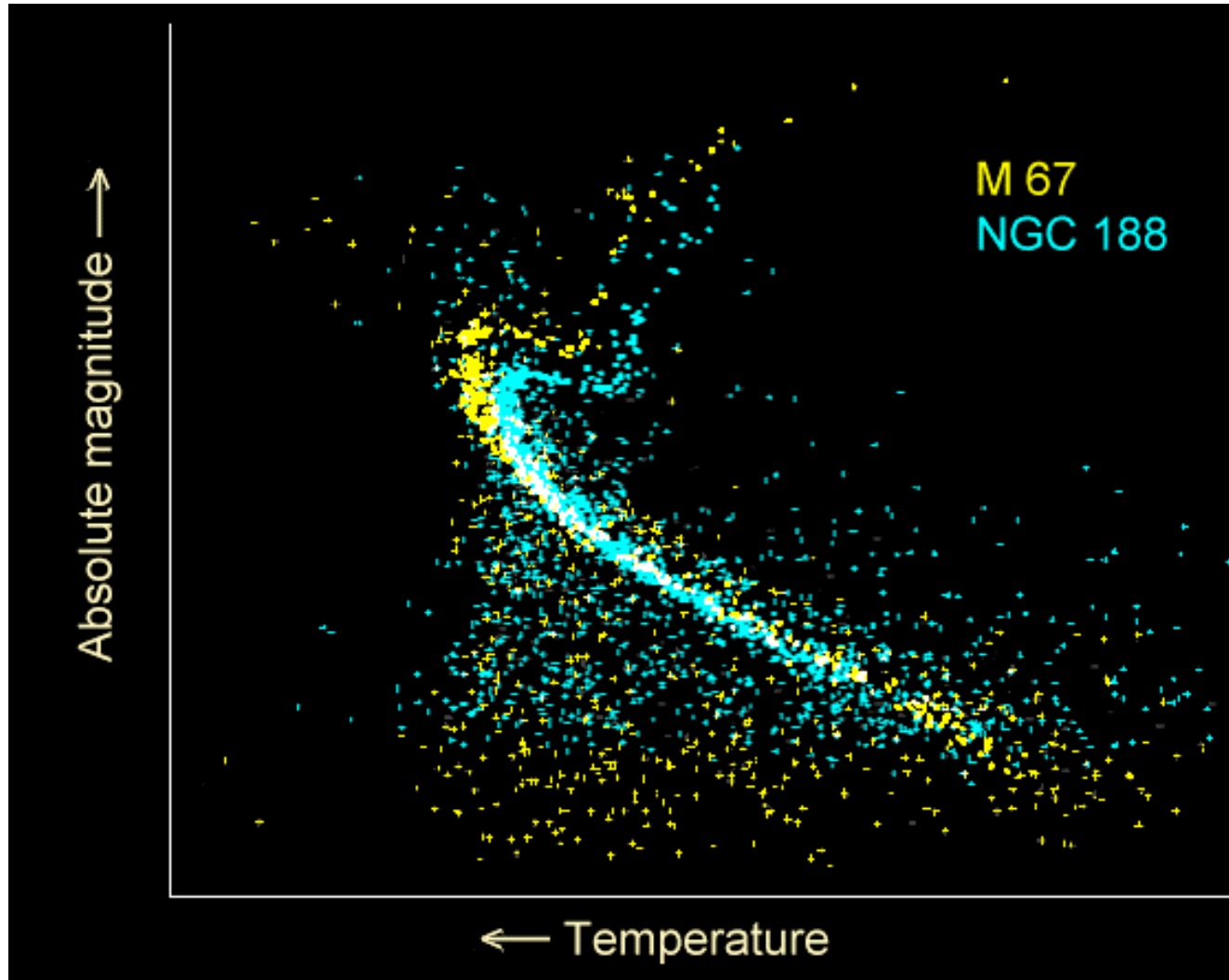


Diagrama HR de cúmulos



¿Qué cúmulo es más joven?

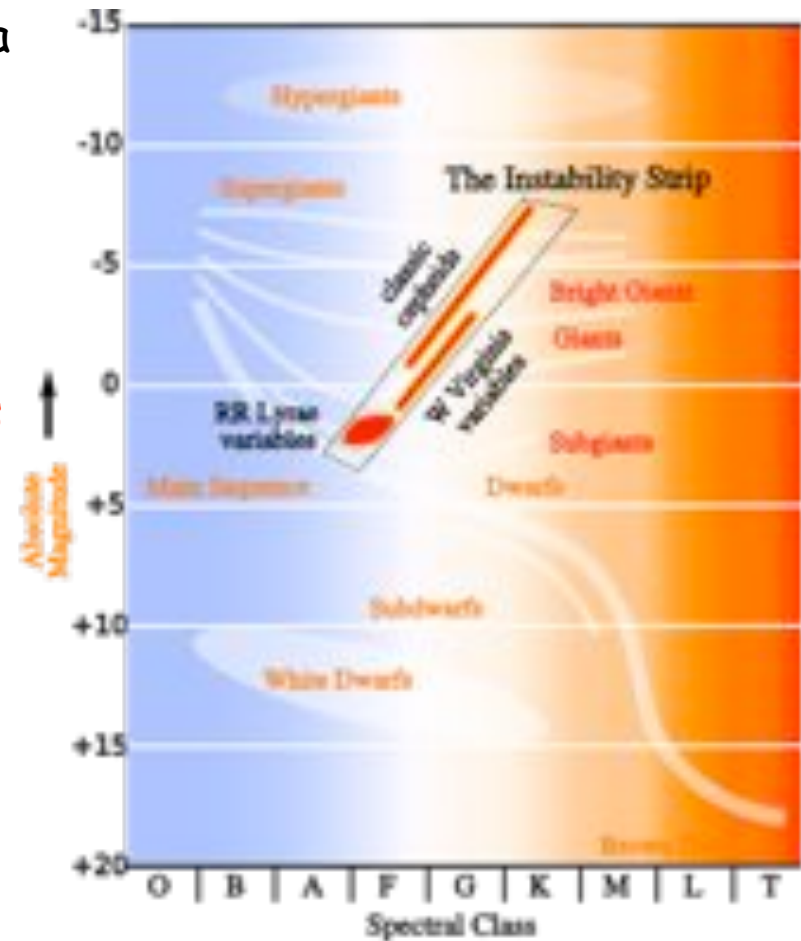
Estrellas variables

- Hay estrellas que cambian su luminosidad periódicamente. Las más famosas son la **estrellas Cepheides** que se pueden usar para determinar distancias por su estrecha Relación entre período y luminosidad.

- Hay diferentes tipos de estrellas intrínsecamente variables. Las Cepheides (y variables parecidas) pulsán porque su combinación entre **tamaño y temperatura es inestable**.

- Razón para las pulsaciones en estas estrellas:

Si apretamos un muelle puede oscilar un tiempo. Lo mismo pasa en una estrella. Para que oscile mucho tiempo hay que "empujarla". Este empuje viene de una capa de He ionizado que refuerza el movimiento de oscilación



La vida de una estrella: Fase final y muerte

El final de una estrella depende de su masa

1) Enanas rojas (menos de unos 0.4 Msol)

- Solo pueden fusionar $H \rightarrow He$
- Son convectivas \rightarrow mezclan muy bien el combustible \rightarrow van fusionando poco a poco su H
- No se convierten en gigantes rojos (porque no tienen núcleo solamente de He y fusión en una capa alrededor)
- Cuando se termina el combustible, se apagan. Pero eso dura mucho: Su vida en la secuencia principal es $> 10^{12}$ años (la edad del universo es 14 mil millones = 1.4×10^{10}). ¡Hasta el momento no se ha muerto ninguna enana roja!



La vida de una estrella como el Sol (masas entre 0.4 y 4 Msol)

- Durante la fase de gigante roja la estrella fusiona He C en el centro
- No es capaz de fusionar C: En el núcleo ya quedan las cenizas y se va contrayendo
- Esta energía de contracción hace que las capas exteriores expanden todavía más: El tamaño puede llegar a la órbita de la tierra y la temperatura superficial baja a 2000K.

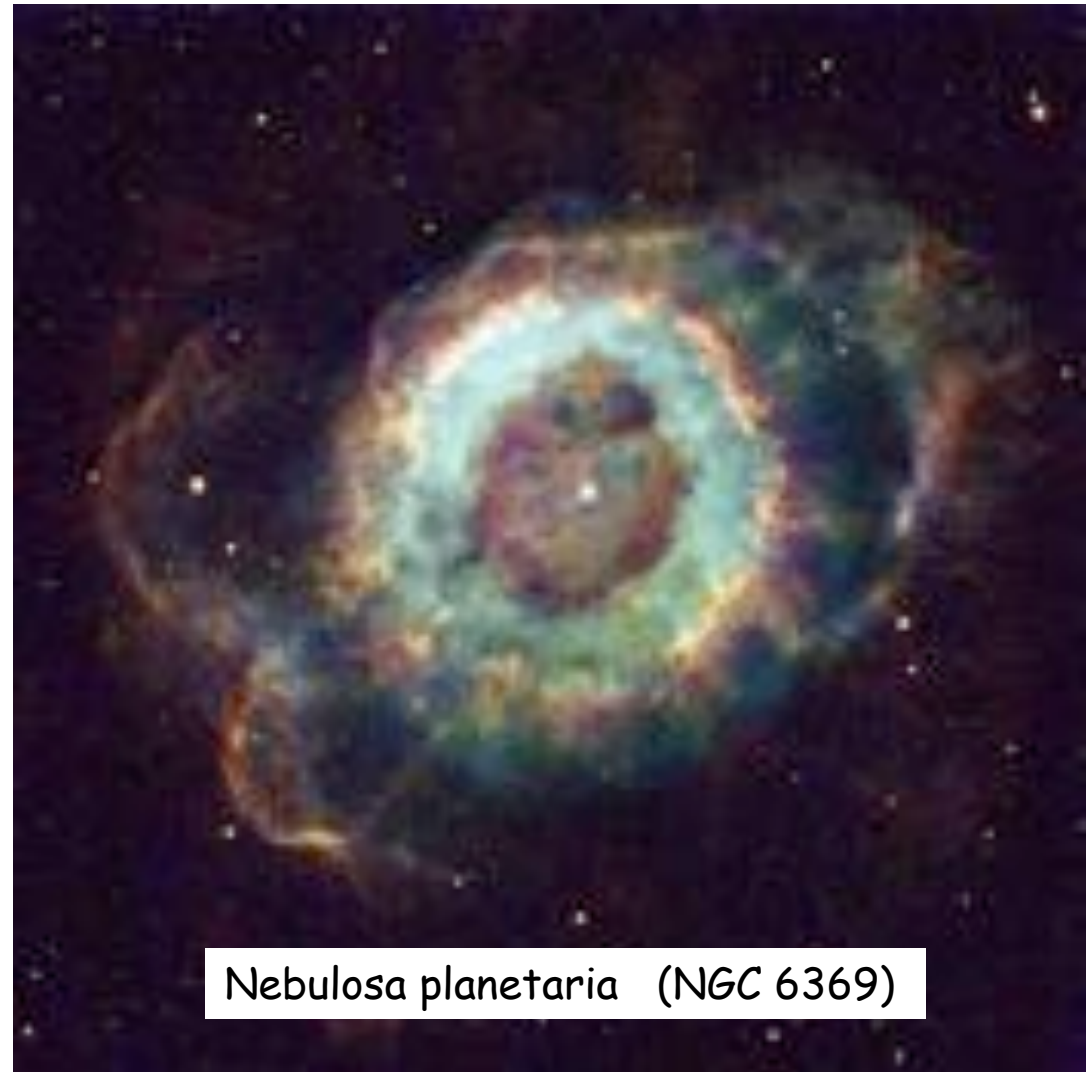
Pérdida de materia:

- Ahora el Sol pierde 1% de su masa en 1000 millones de años
- En la fase de gigante rojo esta pérdida será mayor debido a
 - Baja gravitación
 - Erupciones debido a nucleosíntesis inestable
 - Convección
 - ...
- Podría perder prácticamente toda su masa (menos el núcleo) en 100 000 años - pero la predicción de la cantidad de pérdida de masa es difícil.
- Masa expulsada producen "nebulosas planetarias"

Nebulosas planetaria

Formación:

- Viento lento expulsa gas
- Cuando superficie caliente se libera, expulsa un viento más rápido que adelanta el anterior y comprime el gas
- Radiación de la estrella ilumina el gas



Nebulosa planetaria (NGC 6369)

Nebulosas planetarias

La observaciones no dicen:

- Tamaños entre 0.2 y 3 años luz
- Velocidades de expansión entre 10 y 20 km/s
- Edades hasta 10 000 son objetos con vida corta
- Vemos unos 1500 nebulosas planetarias en el cielo, junto con la corta edad →esta fase evolutiva tiene que ser común.





- Apariencia de las nebulosas planetarias se diferencian muchos.
Posibles razones:
 - Disco de gas alrededor del ecuador de la estrella que cambia la dirección del viento.
 - Otra estrella o planeta orbitando
 - Campos magnéticos

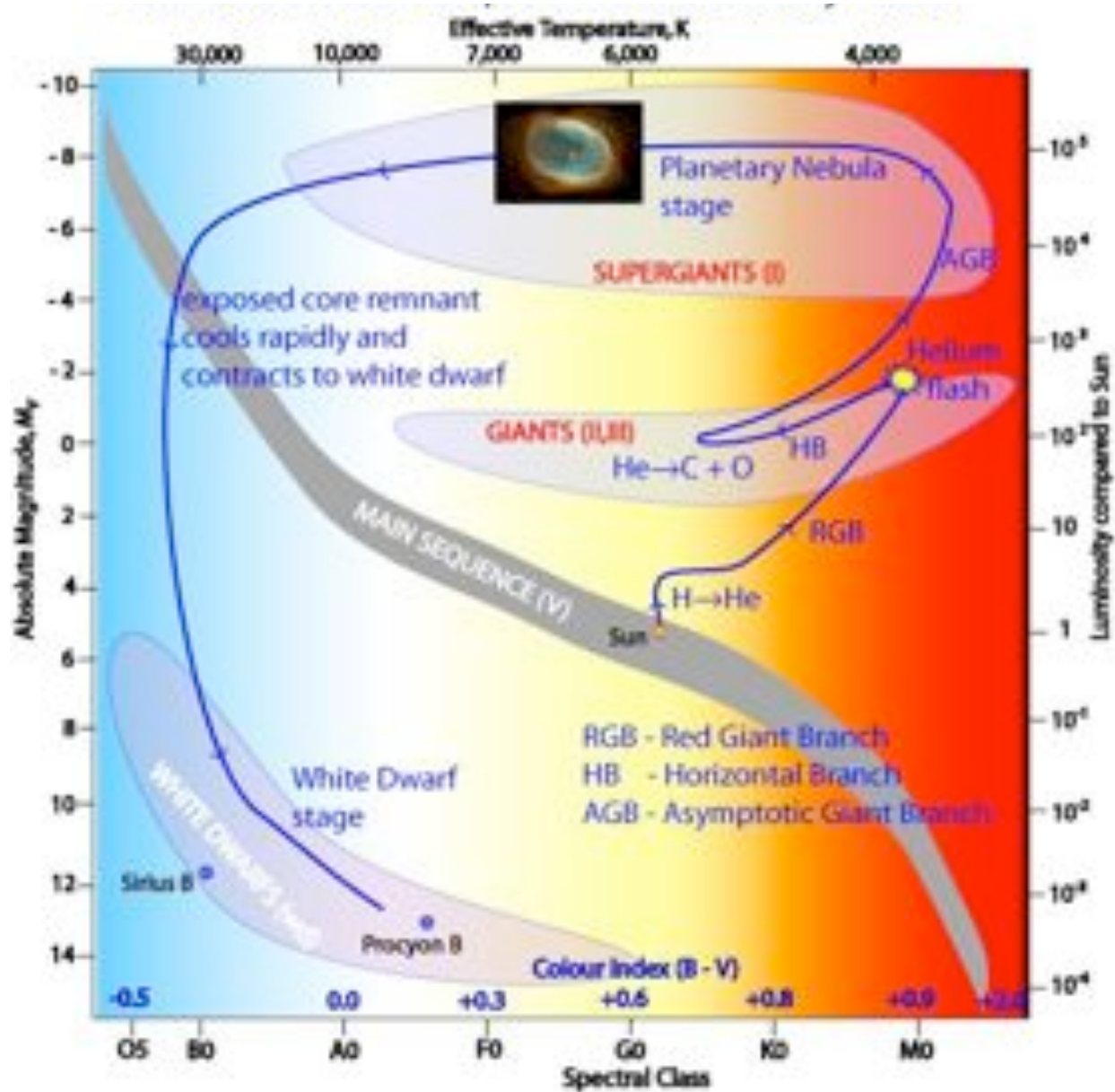
Enana blanca

- ¿Qué pasa con el núcleo de C y O que queda dentro de la planetaria nebulosa?
No produce energía → tiene que colapsar
- Colapsa hasta la materia degenera. Ahora puede ejercer una presión suficientemente grande para aguantar la gravitación.
- La materia consiste de un plasma de núclei de C y O sumergidos en un gas degenerado de electrones.
- La masa está dominado por C y O, la presión por los electrones.
- Se va enfriando y eventualmente se convierte en una enana negra - pero eso tarda mucho. En nuestra galaxia no hay todavía ninguna enana negra. La enana blanca más fría tiene la temperatura del Sol.

Propiedades curiosas:

- Densidades altas de 100 000 a 1 millón la densidad de la Tierra.
- Si aumenta la masa (por ejemplo por que absorbe masa de una estrellas vecina), disminuye el radio!!!
- **Límite para la estabilidad** (= existencia) de una enana blanca es **la masa de Chandraseka (1.4 Msol)**. No puede existir una enana blanca con una masa más alta que 1.4 Msol.

La vida de una estrella como el Sol



Observaciones de enanas blancas

1) Son enanas, pero se pueden detectar y localizar observacionalmente en el diagrama HR.

Por primera vez pasó 1910: Russell y Pickering miraron datos de la base de datos de Harvard: Se dieron cuenta Estrella con espectro A (caliente) y luminosidad muy baja → tiene que ser estrella enana

Densidad tiene que muy alta deducido por su masa (posible de medir si eran miembros de sistemas binarios, como Sirius B) y su radio (deducido por su luminosidad y temperatura)

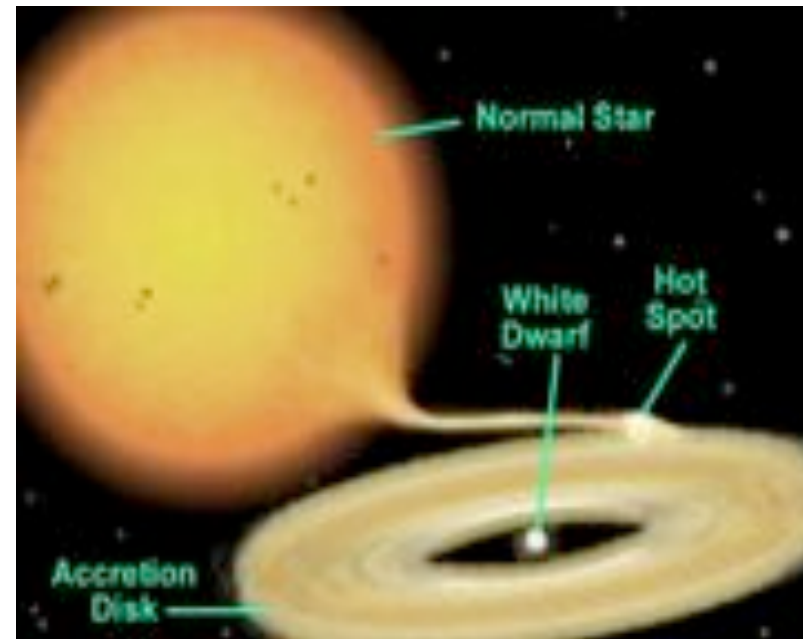
→ La existencia de enanas blancas (y con eso de materia degenerad) se conoce desde mucho tiempo.



Sirius A y B, observado con el telescopio Hubble

Estrellas Novas (= variables cataclísmicas)

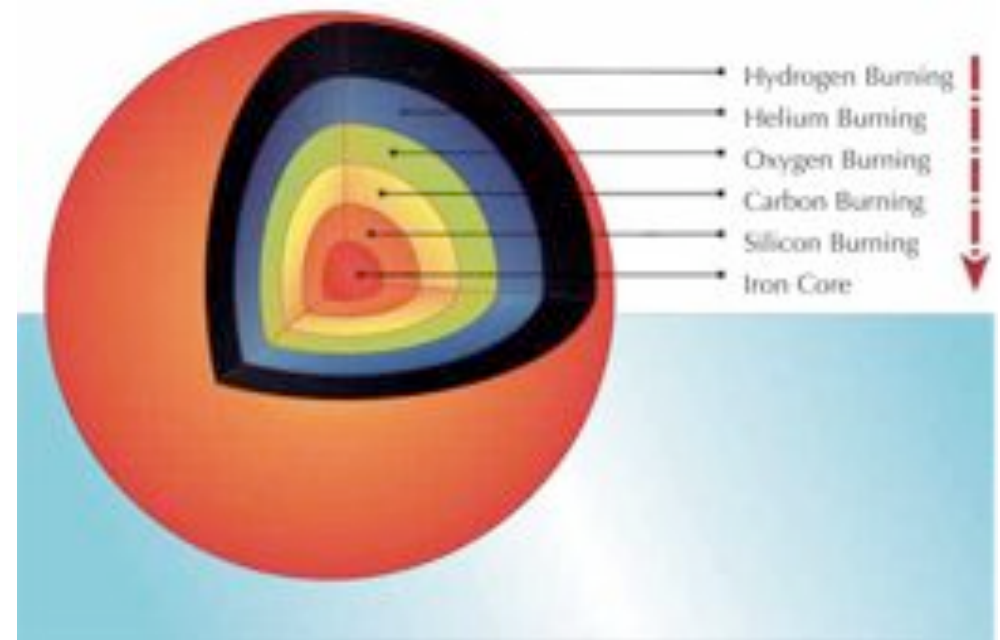
- Presentan aumentos muy repentinos e intensos de brillo (hasta 10^5 L_{sol})
- Aparecen en estrellas binarias muy próximos en las que una componente es una estrella gigante y la otra una enana blanca.
- La estrella gigante tiene la envoltura tan cerca de la enana blanca que materia pasa a la enana blanca, donde se comprime en una capa, aumentando la presión y temperatura
- Si $T > 10^7$ K \rightarrow se inicia fusión nuclear de pronto y de forma explosiva



\rightarrow Prueba para la existencia de enanas blancas

Muerte de una estrella masiva

• Estrellas más masivas que 4 M_{sol} pueden fusionar C y estrellas con $M > 8 M_{\text{sol}}$ llegan hasta la fusión de $\text{Si} \rightarrow \text{Fe}$.



- Cuando tienen un núcleo de Fe (de unos 500km de diametro), ya no pueden producir energía y la gravitación gana.
- En el colapso cae material al núcleo y produce choques hacia fuera que provocan que la estrella explote en una **supernova**. (Los detalles de la explosión son complicadas).
- Durante la explosión se producen temperaturas muy altas que posibilitan la fusión de elementos más pesadas que Fe.
- En la supernova una gran cantidad de "metales" (= elementos más pesados que He) se devuelve al medio interestelar.

Observaciones de Supernovas

Algunas supernovae históricas en nuestra galaxia:

- 1054: "estrella visitante" observada por astrónomos chinos
- 1572: el astrónomo Tycho Brahe observa una supernova
- 1604: Supernova de Kepler

Remanentes de supernova:

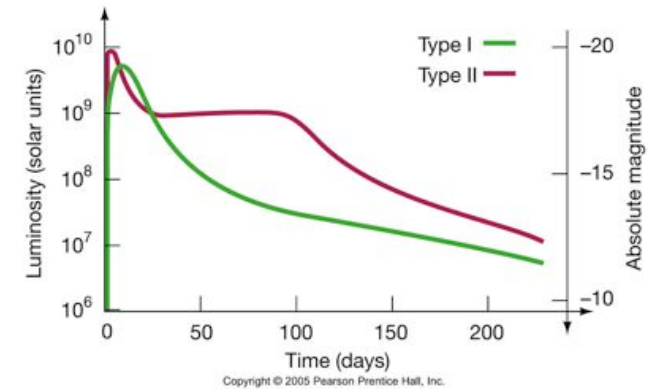
Gas expulsado por la supernova. Con tamaño y velocidad de expansión se puede calcular cuando explotó.

Emiten en muchas longitudes de onda



Remanente de supernova
"Nebulosa del Cangrejo"
Remanente de la SN de
1054

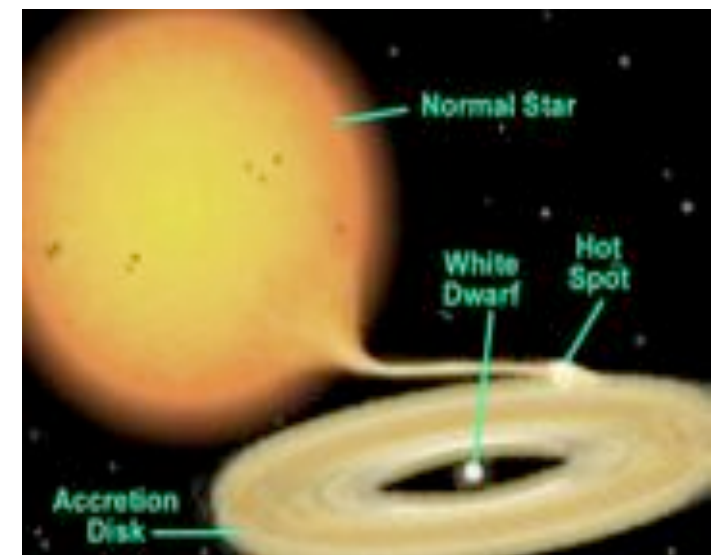
Supernova I y Supernova II



- Se estudian las supernovas midiendo como decrece la luz con el tiempo, que líneas emite etc.
- Se distinguen dos grupos principales:
 - Supernova tipo I: no tiene líneas de H en su espectro
 - Supernova tipo II: tiene líneas de H en su espectro
- Hay más subgrupos y más características para distinguirlos, como la curva de luz.

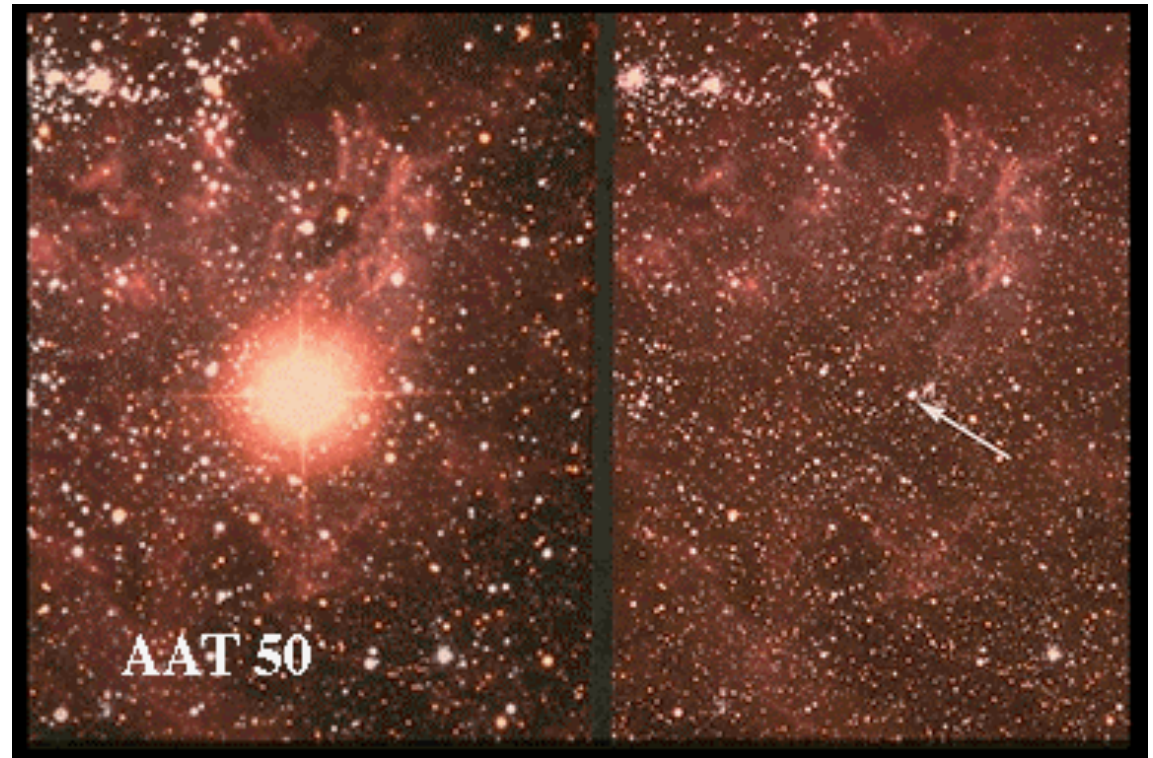
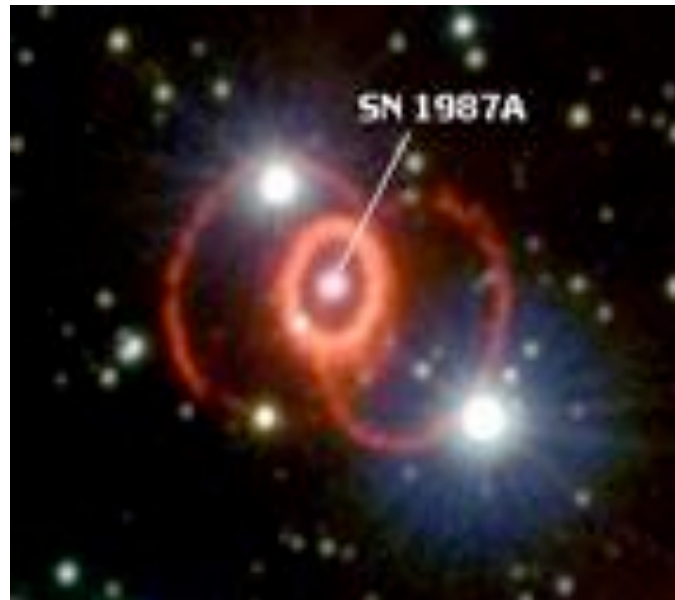
1) Supernova tipo II: explosión de estrella masiva

2) Supernova tipo I: Sistema binario con una enana blanca. La enana acumula materia de su compañero y finalmente supera la masa límite de Chandrasekar y explota.



Supernova 1987a en la Nube Grande de Magellanes

- Fue la primera SN cercana después de que se inventó el telescopio
- Observaciones no encajaban con los modelos → permitían revisarlos



SN

antes

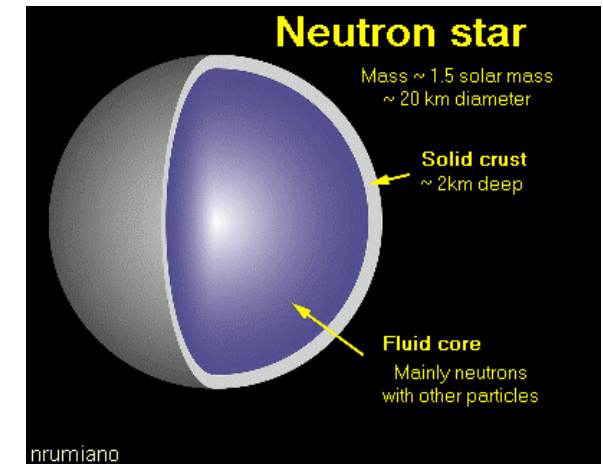
Imagen actual

Estrellas de neutrones

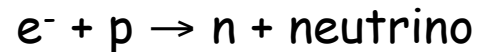
Mucho antes de descubrirlos había teorías que los predecían y evidencias para su existencia

- 1931: Chandrasekhar deduce la masa superior de estabilidad de una enana blanca. Si supera esta masa → colapso en algo más compacto. ¿Qué?
- 1932: Se descubre en el laboratorio el neutrón
- 1932: Lev Landau predice la existencias de estrellas de neutrones
- 1934: Los astrónomos Walter Baade y Fritz Zwicky predicen que las novas más luminosas observadas son explosiones de estrellas y dejan atrás un objeto compacto.

Propiedades de una estrella de neutrones



- Consiste de materia de neutrones degeneradas (el mismo principio que para electrones)
- Se forma en un gas de electrones degenerados cuando se supera el límite de 1.4 Msol mediante el proceso:



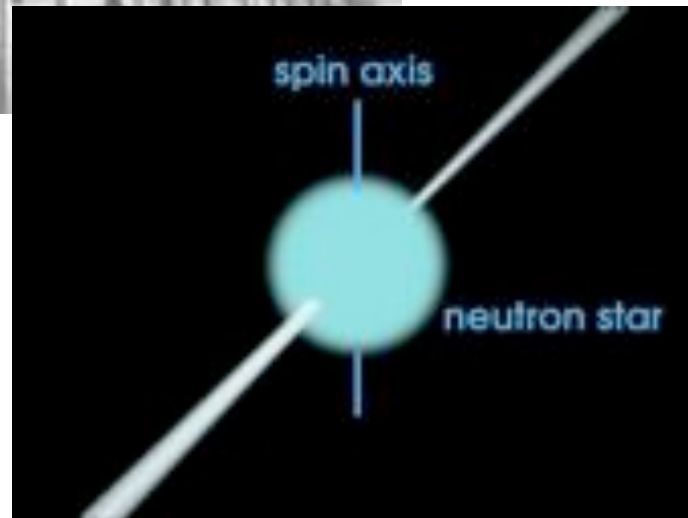
Es decir: Los átomos se comprimen en un neutrón

- Tienen la densidad de un núcleo atómico: 10^{14} g/cm^3 .
- Un trozo de 1cm^3 de materia de neutrones degeneradas pesa 100 millones toneladas
- Una estrella del tamaño del sol se convertiría en una estrella de neutrones con unos 10 km
- Rotan rápidamente por la conservación del momento angular
- Tienen un alto campo magnético porque ha sido comprimido

Descubrimiento de pulsares



- Descubierta en 1967 por Jocelyn Bell (estudiante de tesis) y Antony Hewish en Cambridge (UK) (Premio Nobel a A. Hewish en 1974)
- Señal regular - de extraterrestres?? ("Little green men")
- Llamado "Pulsating radio star"



Pulsar:

- Estrella de neutrones en rotación
- Producto de colapso de una estrella
- Muy pequeño y muy denso
- Pulsación debido al "efecto faro"

Tamaño de un agujero negro

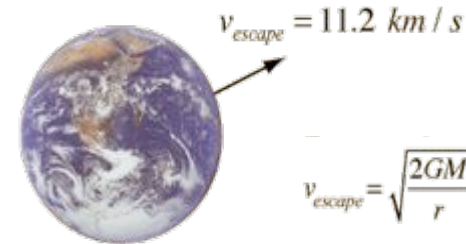
- En teoría, como nada para el colapso el **radio** $\rightarrow 0$: Se forma una "**singularidad**". Es difícil a imaginar....y no se puede comprobar con observaciones
- Para observaciones lo importante es el o **horizonte de evento**: El radio dentro del que no puede salir ni la luz. Para un agujero negro sin carga eléctrica ni rotación (**agujero negro Schwarzschild**) corresponde al **radio de Schwarzschild**.

Velocidad de escape:

- Aumenta cuando mayor la masa y menor el radio
- En un momento llega a ser c , la velocidad de luz. Entonces tenemos el radio de Schwarzschild:

$$R_S = 2 GM/c^2$$

- No tenemos información de lo que pasa dentro de este radio.



Objeto	Masa	R_S
Estrella	10 Msol	30km
Sol	1 Msol	3 km
Tierra	$6 \cdot 10^{24} \text{ kg}$	0.9 cm
Sr. Schwarzschild	100 kg	10^{-23} cm

¿Los agujeros negros son peligrosas?

- No son aspiradoras de materia. A gran distancia no se nota nada.
- ¿Qué pasaría si el sol se cambiaría por un agujero negro de la misma masa?



- Que pasaría si nos caemos en un agujero negro?
 - Dilatación de tiempo
 - Corrimiento al rojo gravitacional
 - Fuerzas de marea
 - Emisión de rayos x:
 - Calentamiento del gas debido a la fricción por las fuerzas de marea



Person A falling into BH

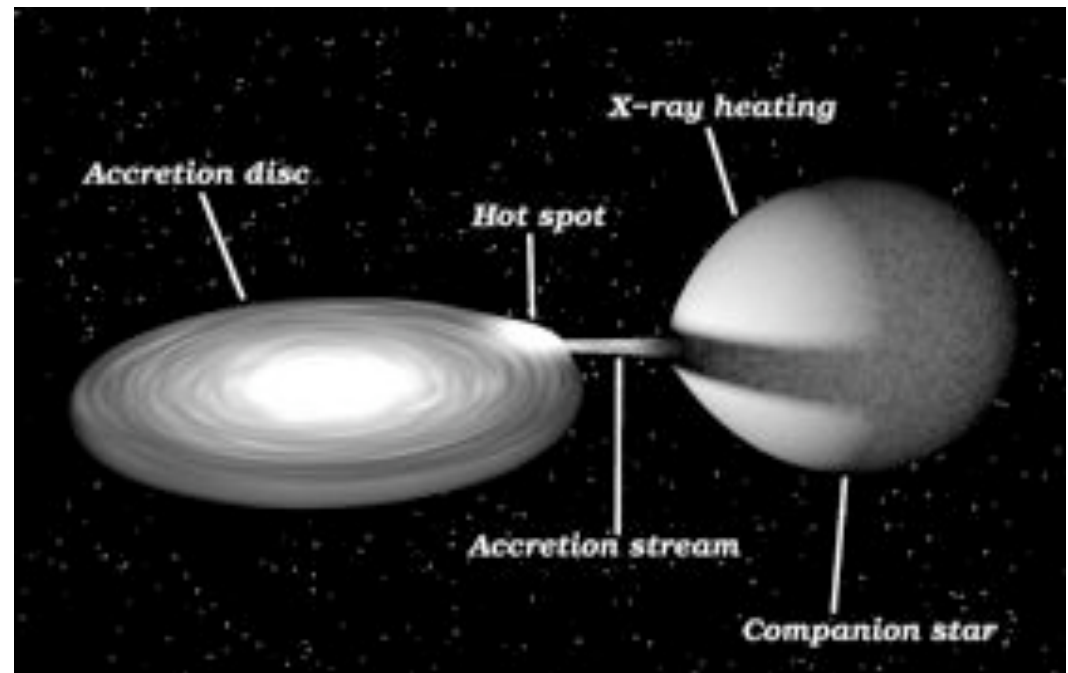
Person outside BH sees

1. Photons from A redshifted.
2. Clock A slow down.
3. Person A stretched and ripped apart by tidal forces.

Black Hole ●

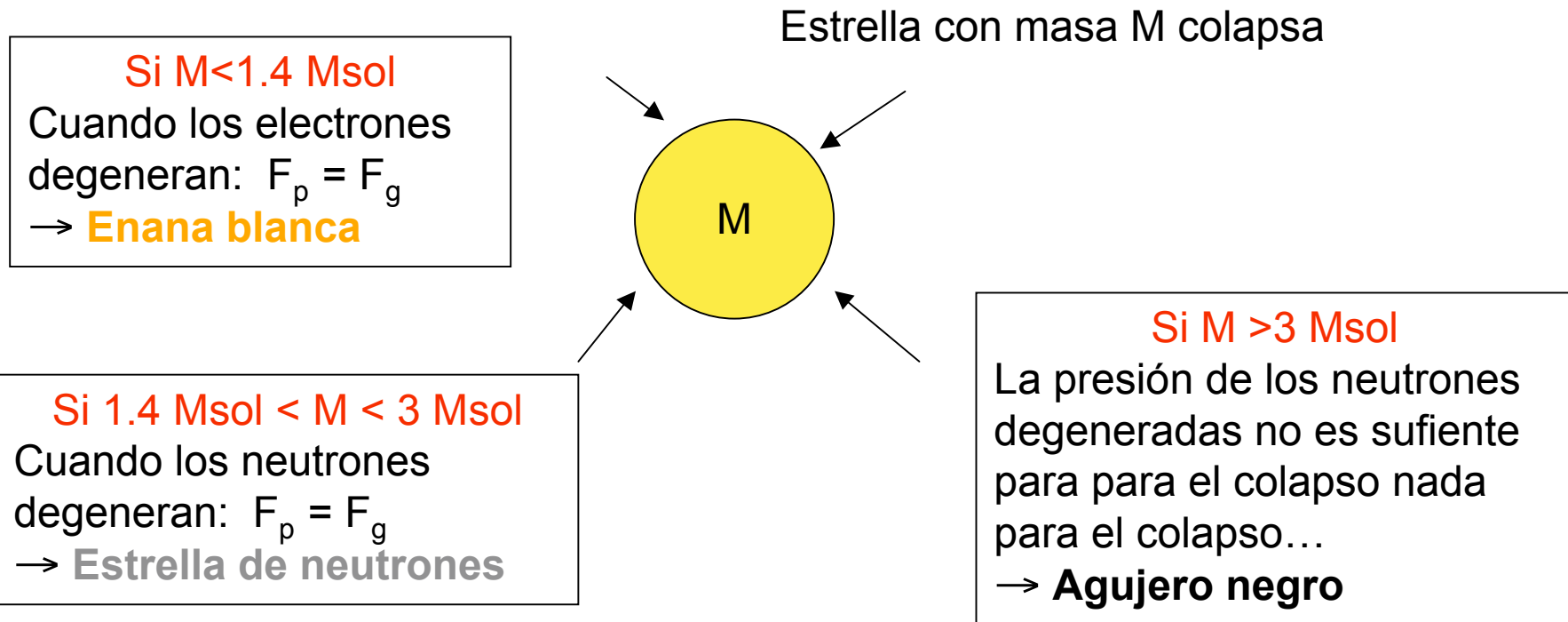
¿Cómo podemos observar los agujeros negros?

- Clave para búsqueda: estrellas binarios de rayos x
- Descubiertos con datos del satélite UHURU en 1971
- Si el compañero supera en masa el límite de estabilidad es agujero negro
- Hay una decena de candidatos

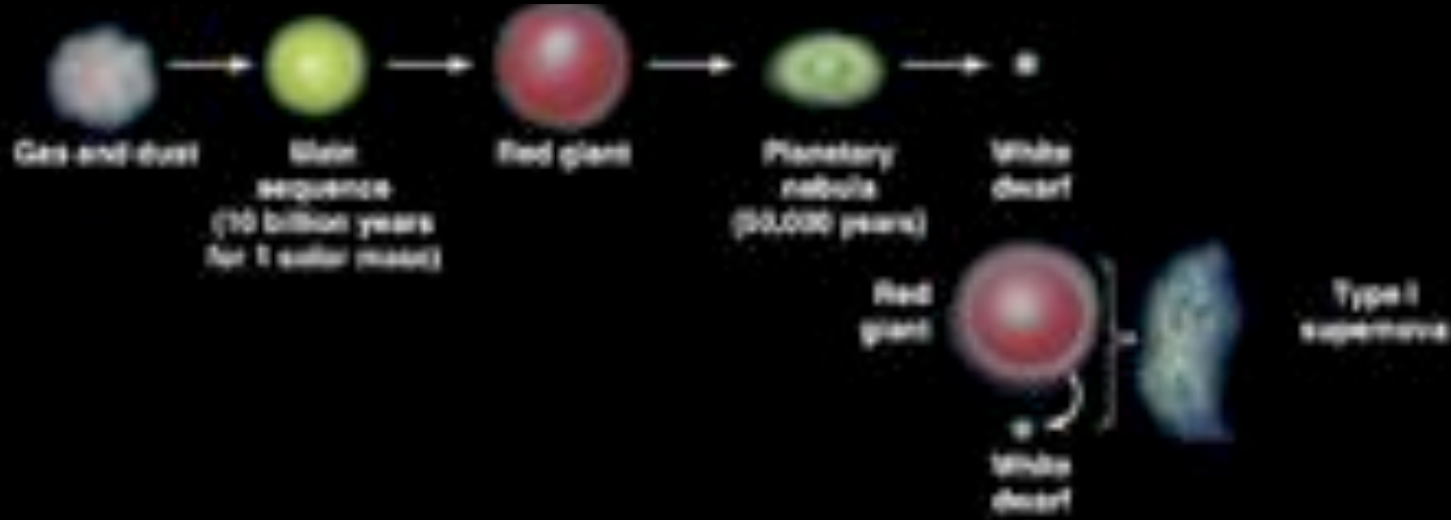


Agujeros negros

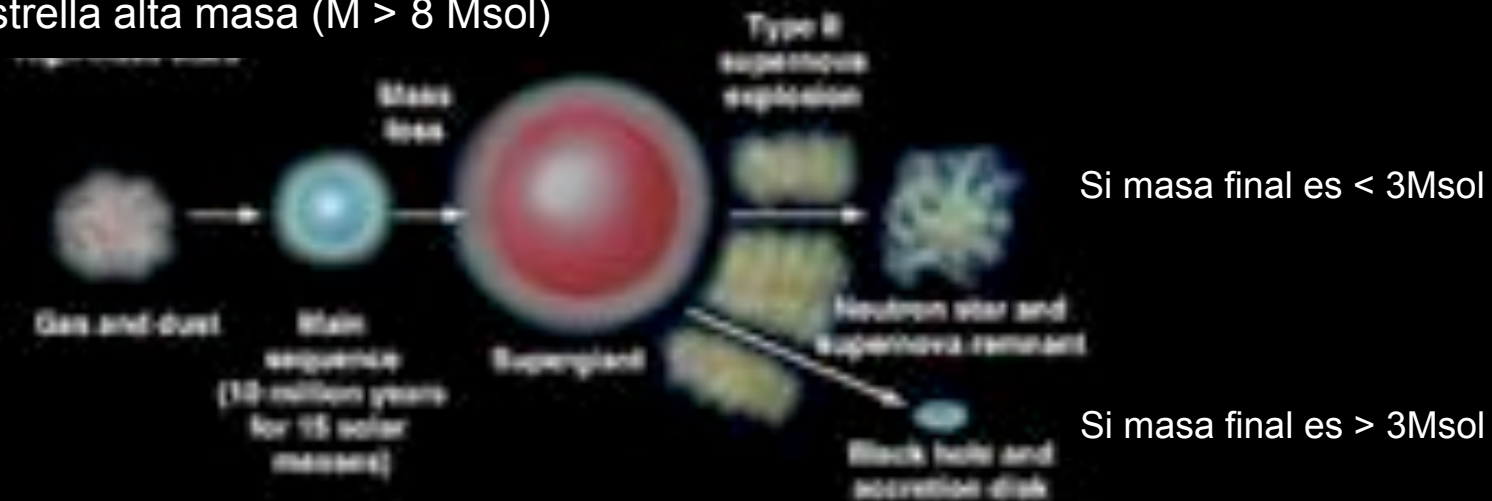
- Si la masa es superior a 3 M_{sol} , la presión de los neutrones degenerados es menor que la gravitación \rightarrow el colapso continúa!



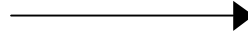
Estrella de baja masa ($M < 8 M_{\text{sol}}$, aproximadamente)



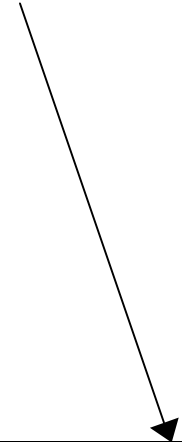
Estrella alta masa ($M > 8 M_{\text{sol}}$)



Formación estelar

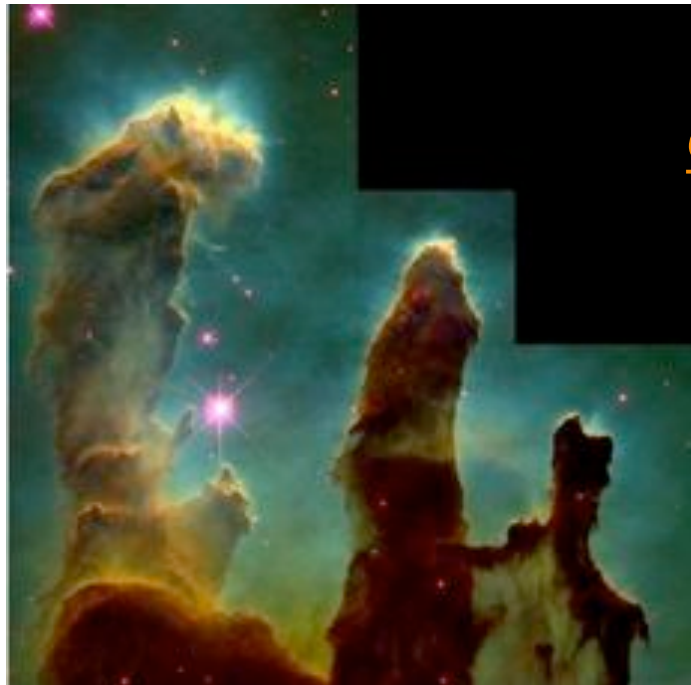
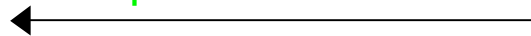


Estrellas



Ciclos de formación estelar en una galaxia

Devolución de gas enriquecido en metales



Gas y polvo interestelar

