

Historia de nuestros conocimientos de las estrellas

1. Breve resumen de la vida de una estrella (lo que sabemos hoy)
2. Resumen de historia antes de ~ 1930.
3. Historia a partir de ~ 1930
 - Nucleosíntesis
 - Neutrinos solares
 - Heliosismología
 - Evolución de estrella
 - La formación de las estrellas
 - La vida adulta de las estrellas: Observaciones y modelos
 - La muerte de las estrellas

La vida de una estrella

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



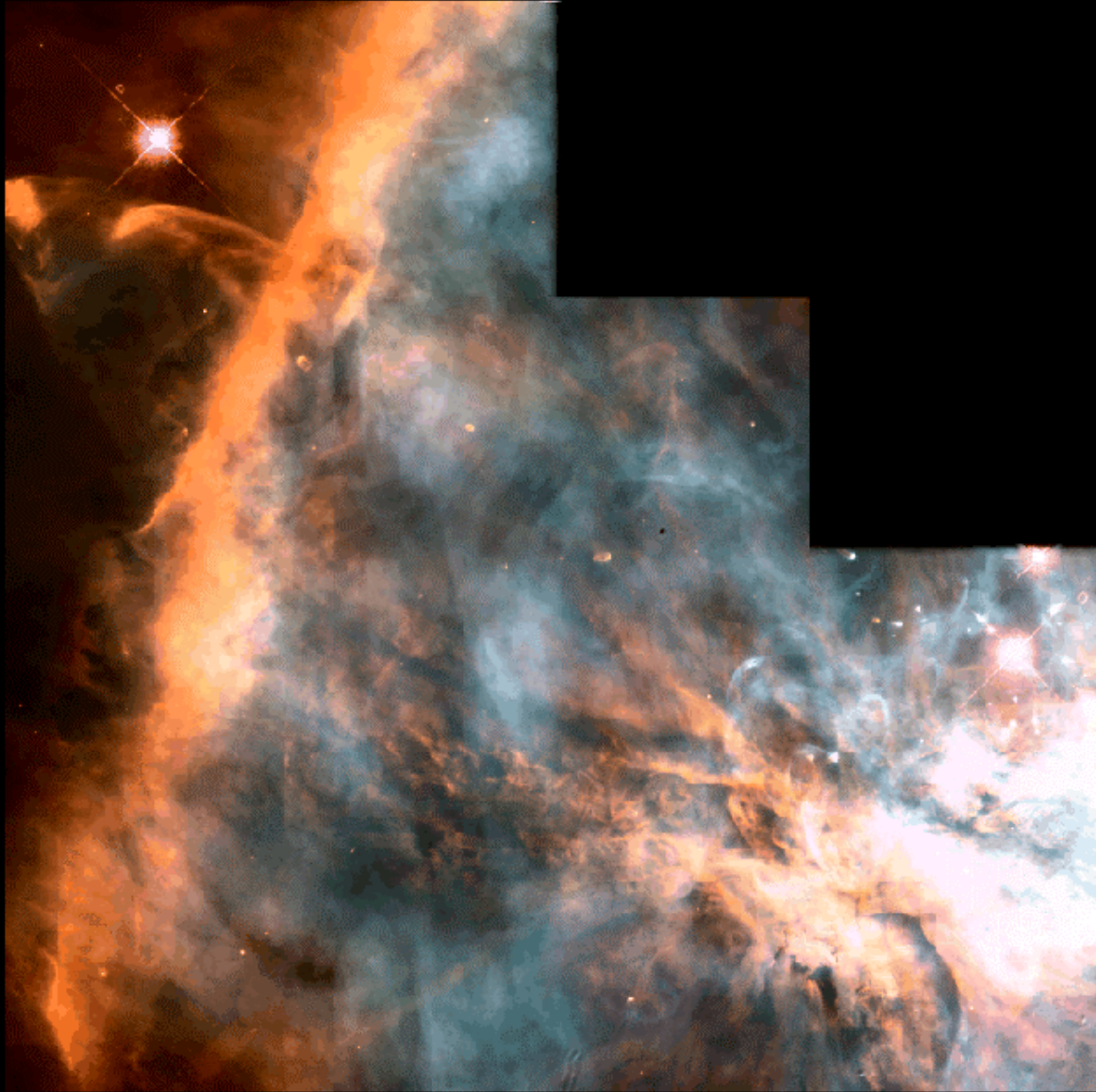
Gaseous Pillars · M16

HST · WFPC2

PRC95-44a · ST ScI OPO · November 2, 1995
J. Hester and P. Scowen (AZ State Univ.), NASA

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

The Orion Nebula

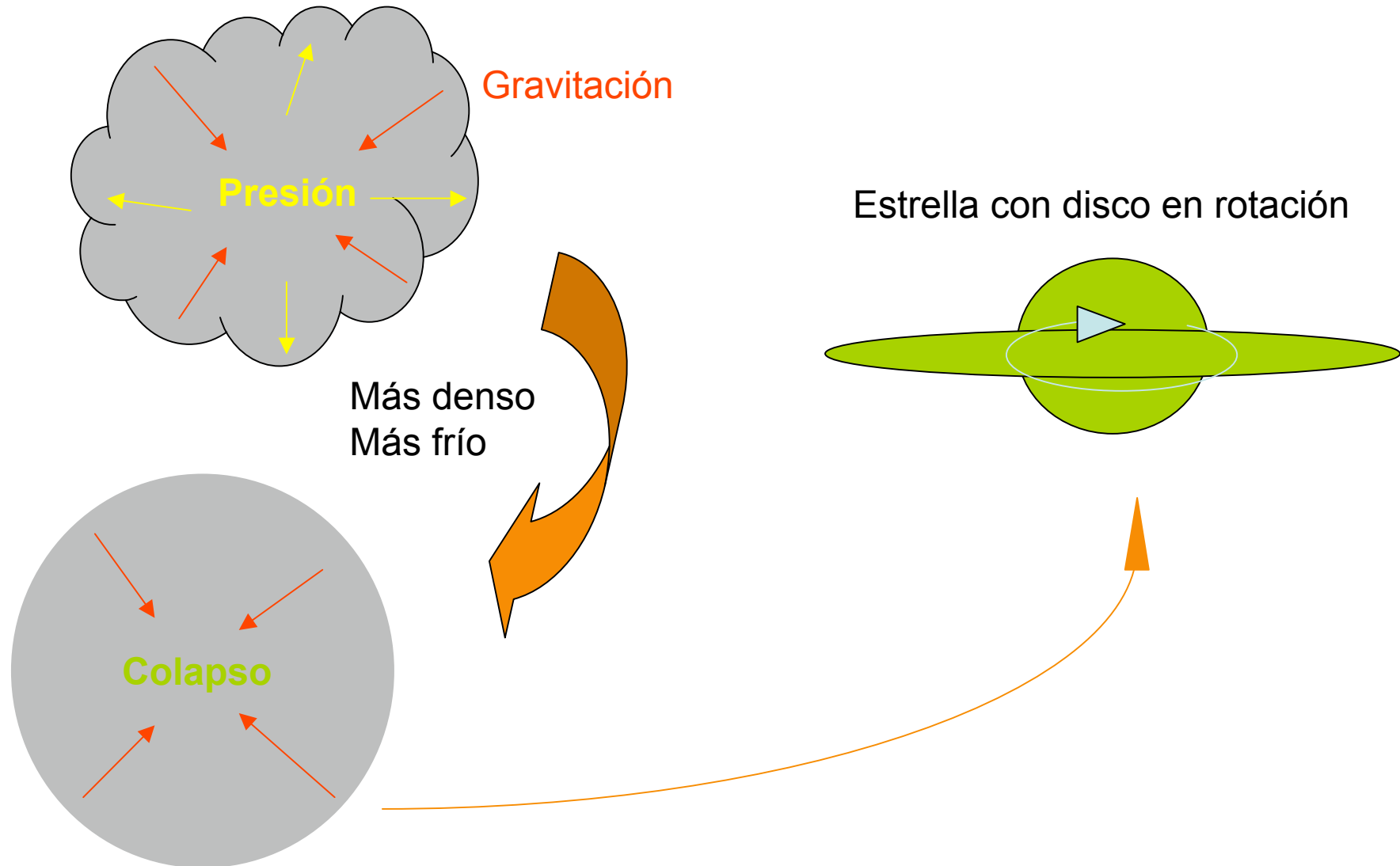


Hubble Space Telescope
Wide Field Planetary Camera 2



*Gas, polvo
interestelar y
estrellas jóvenes*

El colapso de una nube de gas





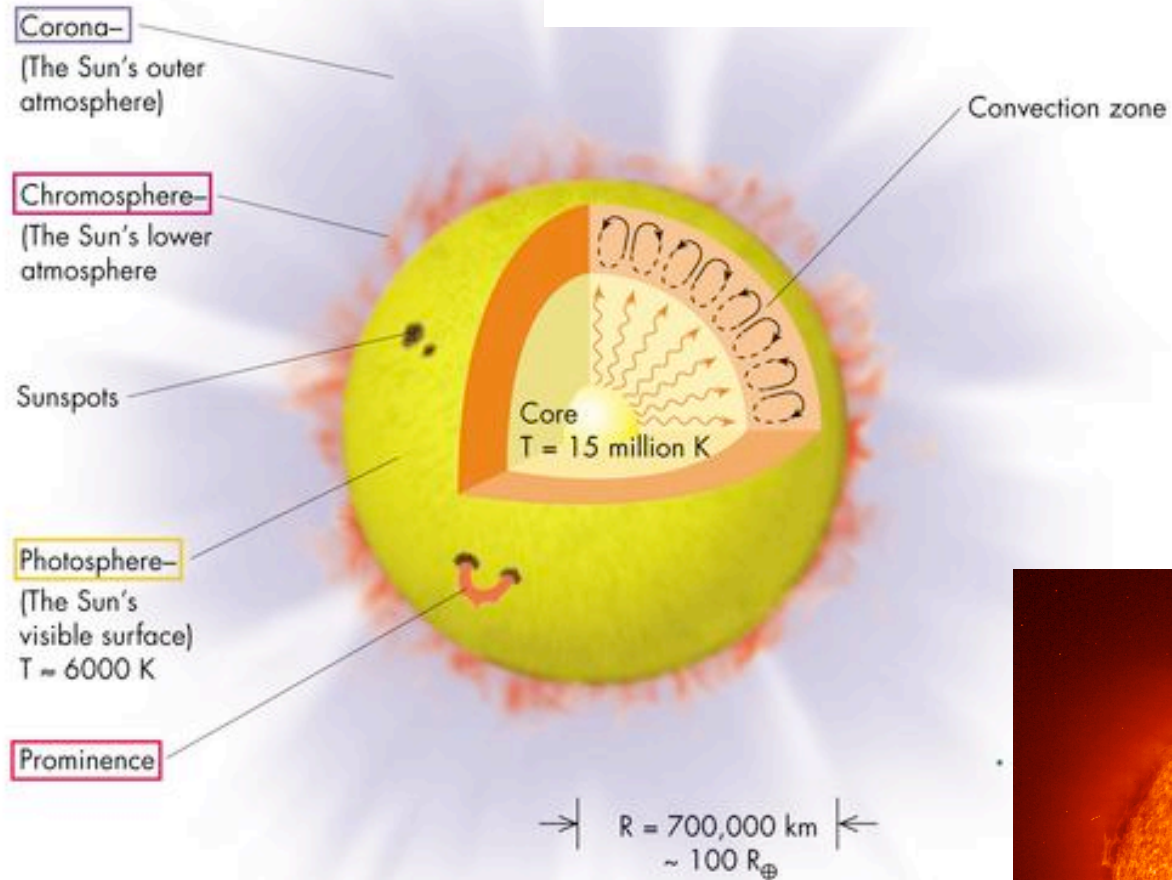
Cúmulo globular (miles de estrellas viejas):
Estrellas que se han formado al comienzo de la
formación de la Vía Láctea

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

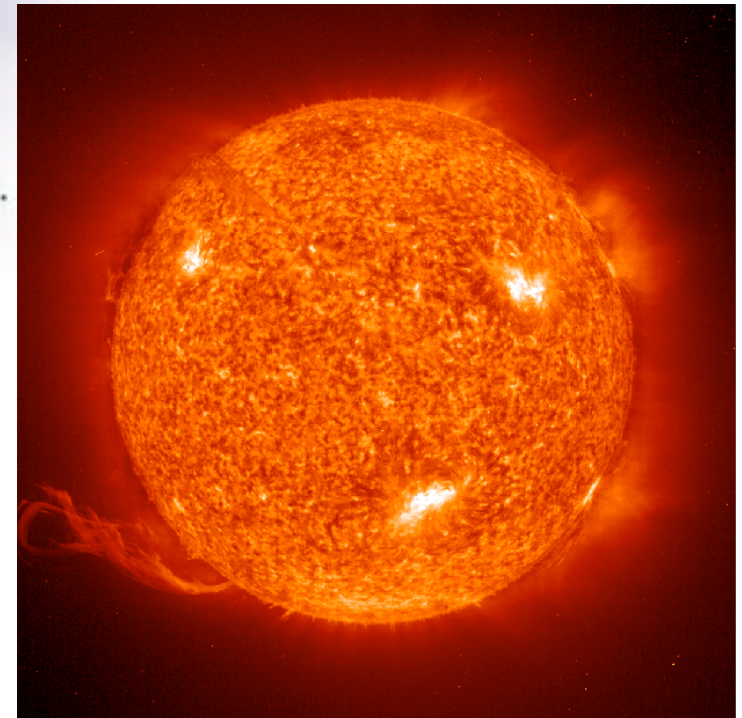
- Las estrellas no se forman solas, sino en grupos de cientos a miles.
- Se forman con una cierta distribución en masa
- Se forman mucho más estrellas de baja masa que de masa alta.



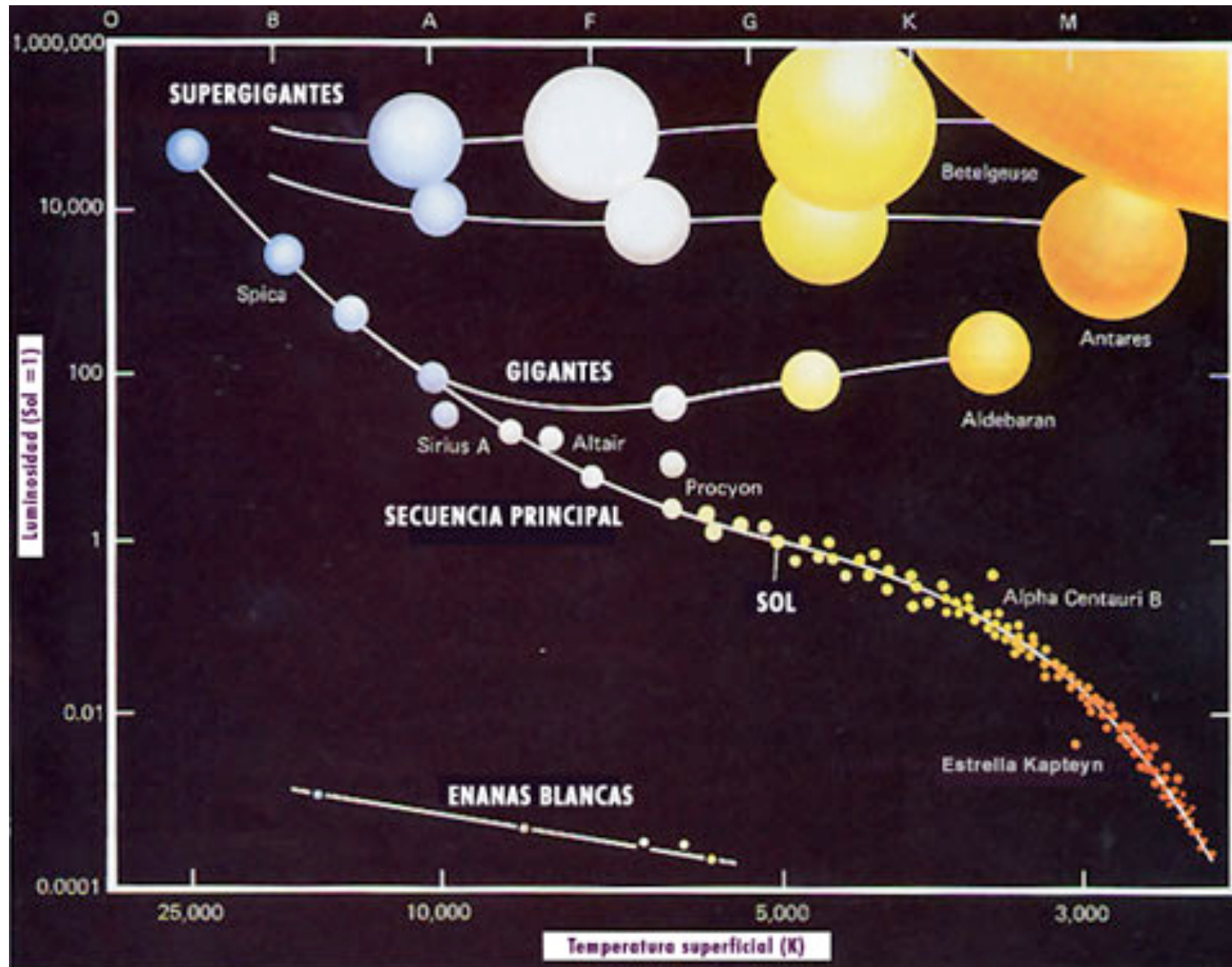
Interior de una estrella como el sol



Producción de energía con fusión nuclear



Clasificación de las estrellas y el diagrama Hertzsprung-Rusell



Crisis:

El hidrógeno en el centro se agota

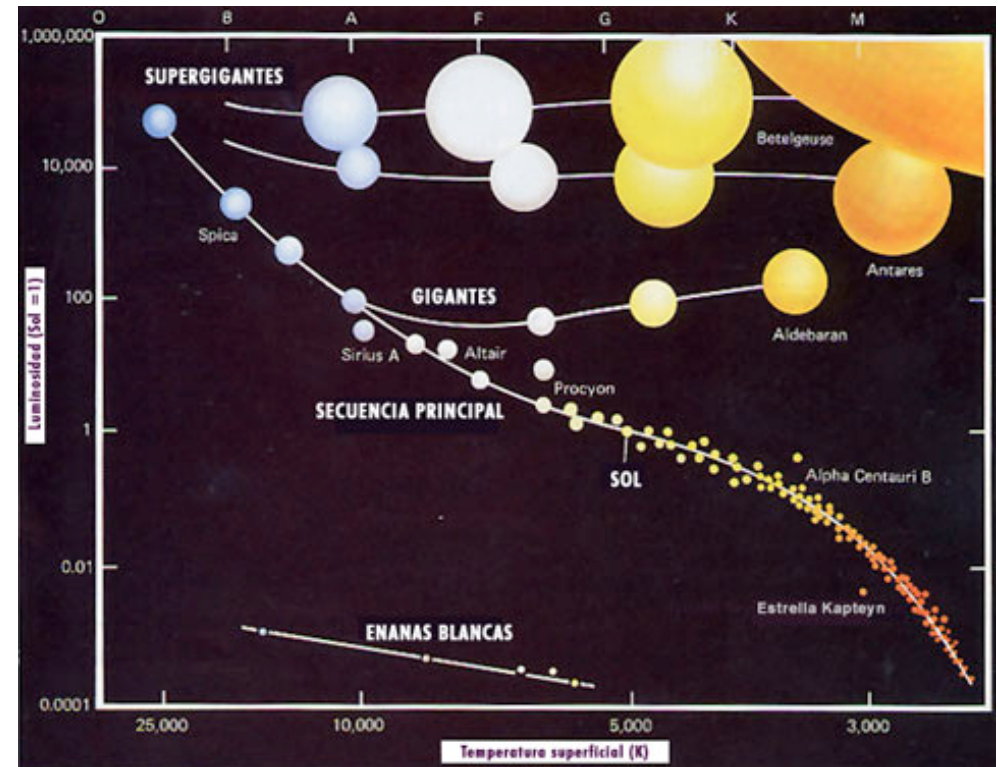
Una estrella como el sol:

Expansión y enfriamientos:

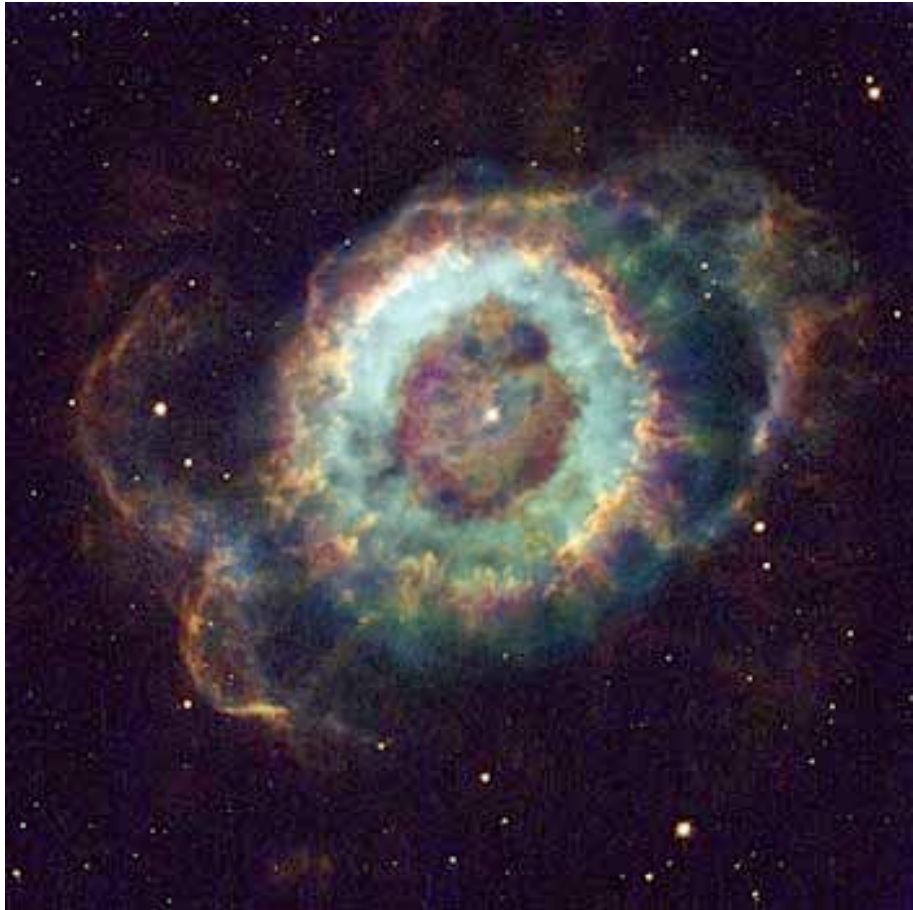
Gigante Rojo

El sol en 5000 millones de años será:

- 2000 veces más brillante
- 100 veces más grande (se comerá Mercurio)
- En esta fase pierde las Capas Exteriores
→ Nebulosa planetaria
- En el interior queda una



Nebulosas planetaria

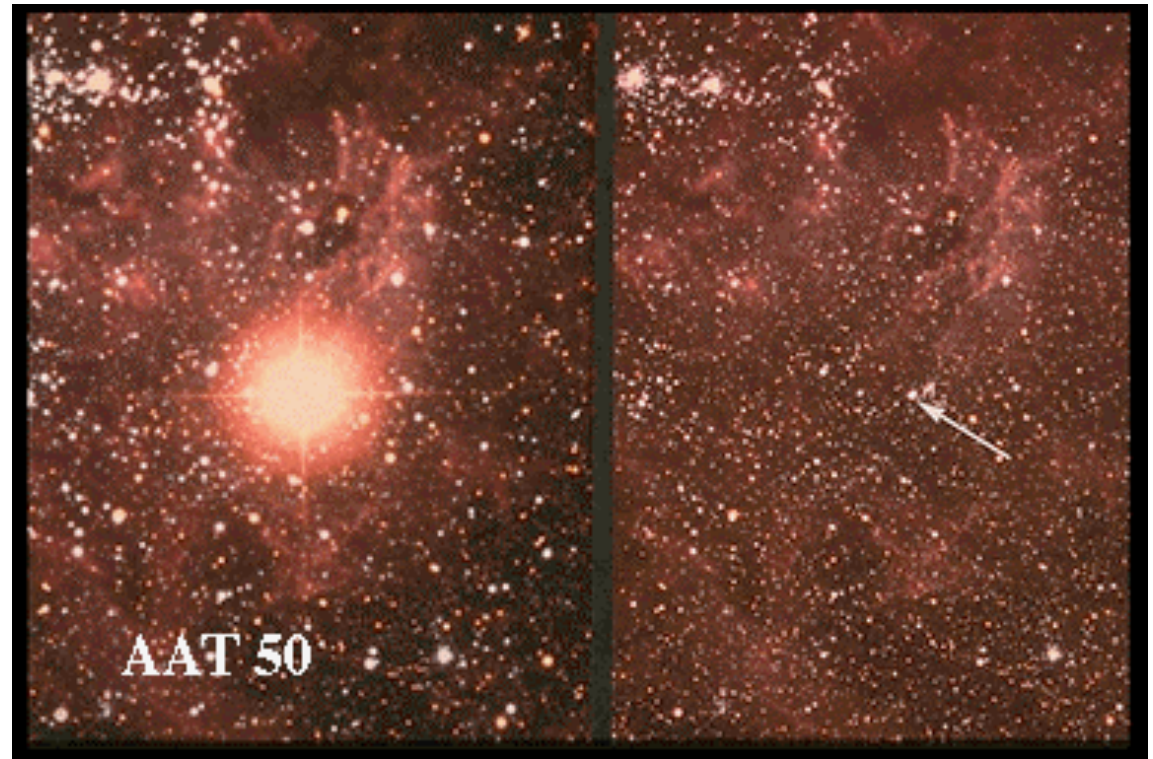


Nebulosa planetaria
(NGC 6369)



Final de una estrella masiva

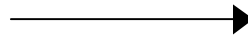
- Continua fusión de elementos hasta Fe
- Colapso central
 - Supernova
 - estrella de neutrones o agujero negro



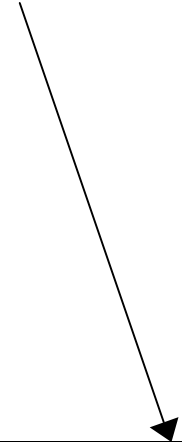
Supernova
(SN 1987a en la Nube de Magallanes)

→ Material enriquecido se devuelve al medio interestelar

Formación estelar

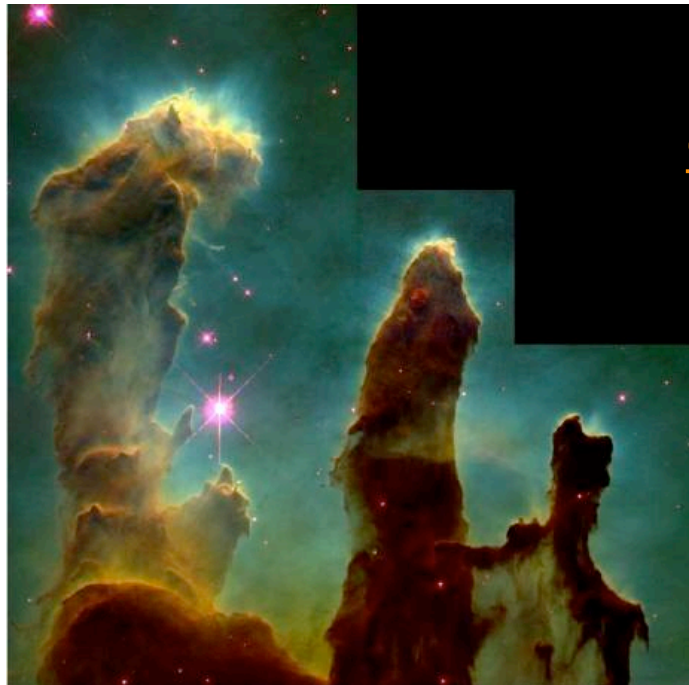


Estrellas

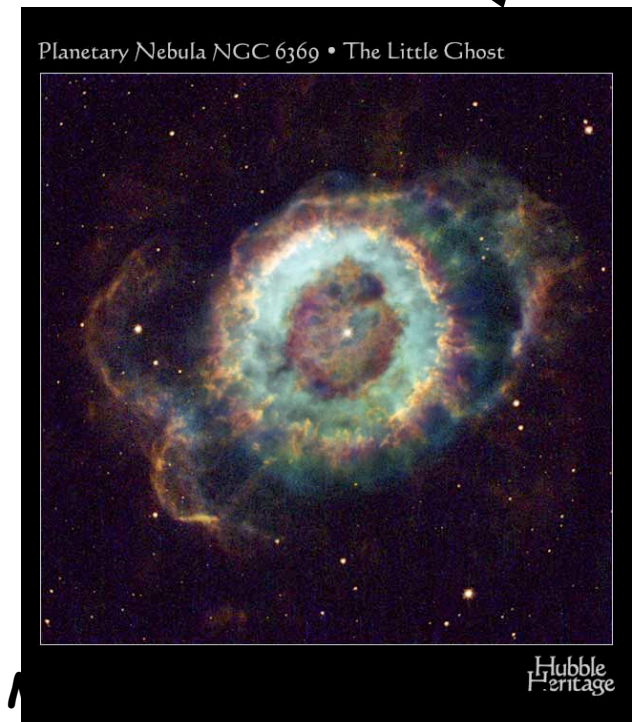


Ciclos de formación estelar en una galaxia

Devolución de gas enriquecido en metales



Gas y polvo interestelar

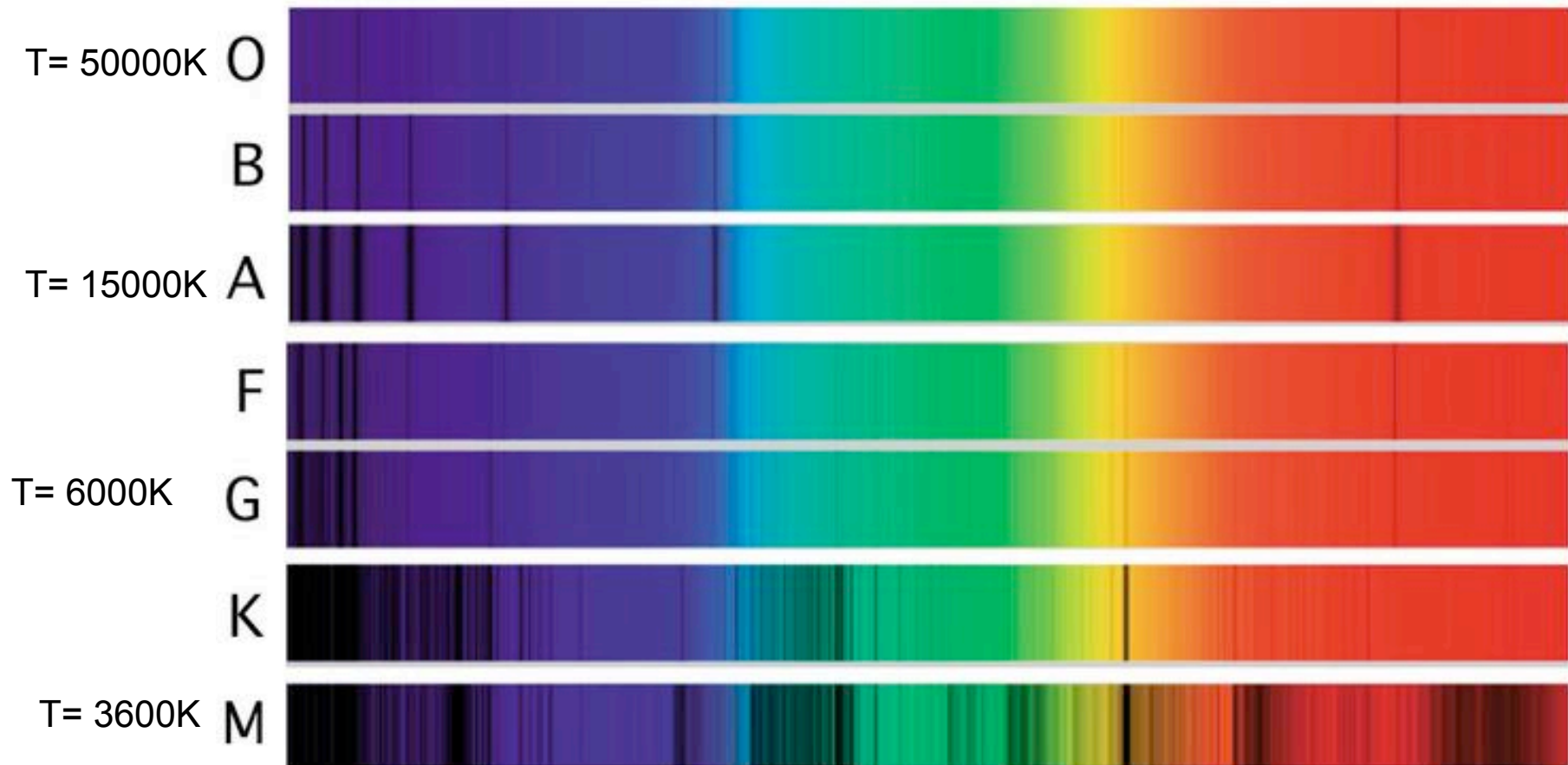


Lo que se sabía sobre las estrellas antes de ~1930:

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 seguía 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

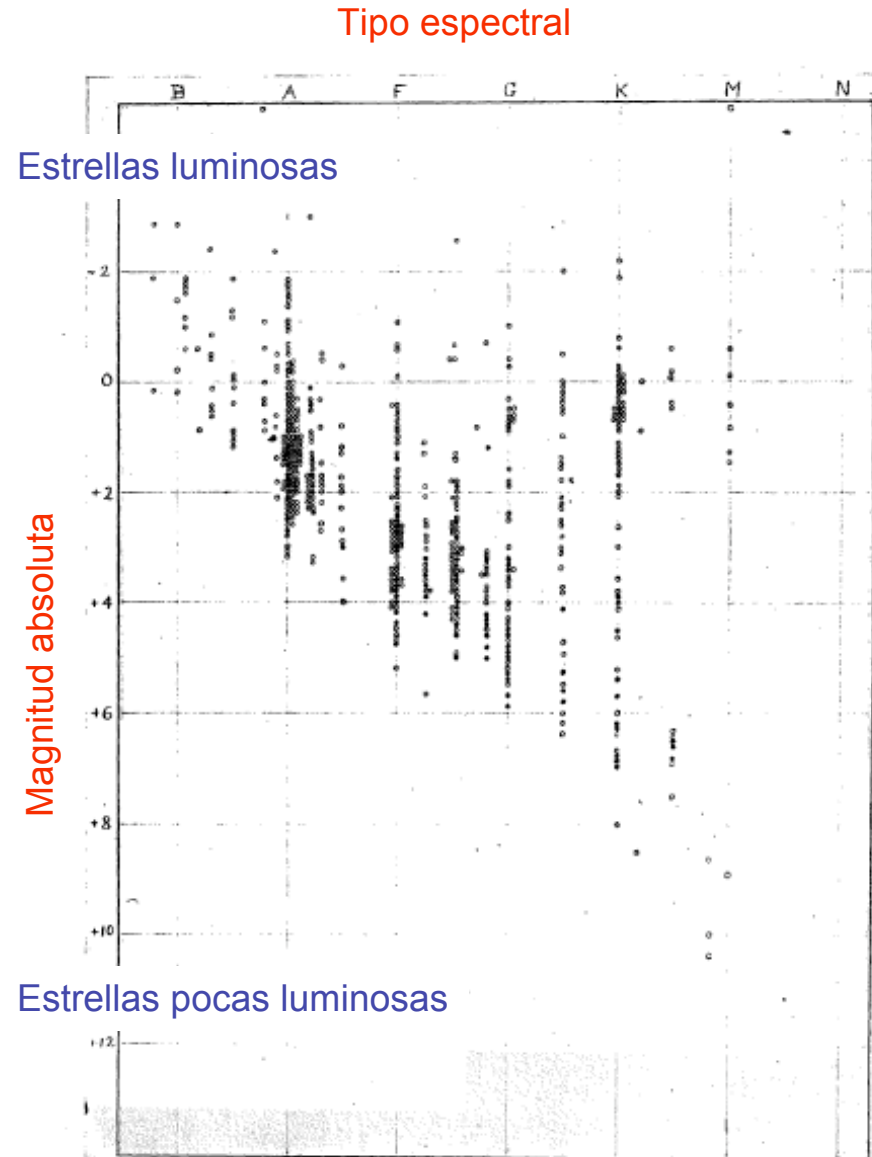
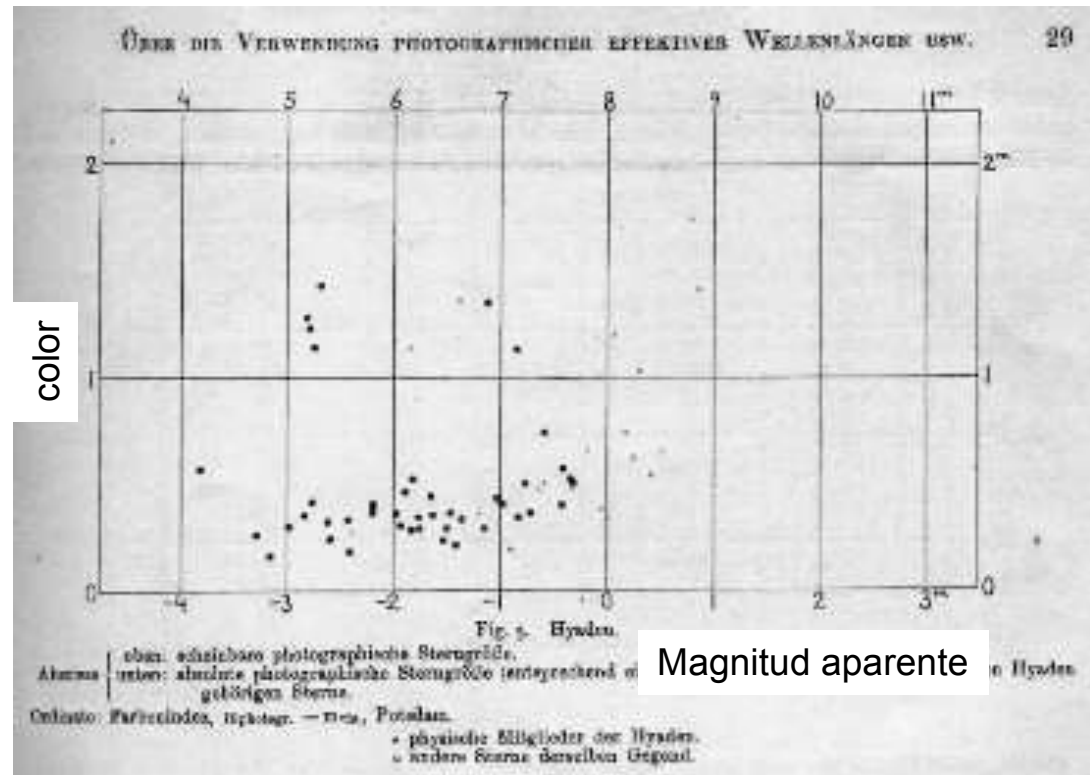


Diagrama Russel
publicado en 1914

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 estrellas a partir de su clase espectral!
- Nos da información sobre el **radio de la estrella**. ¿Cómo?

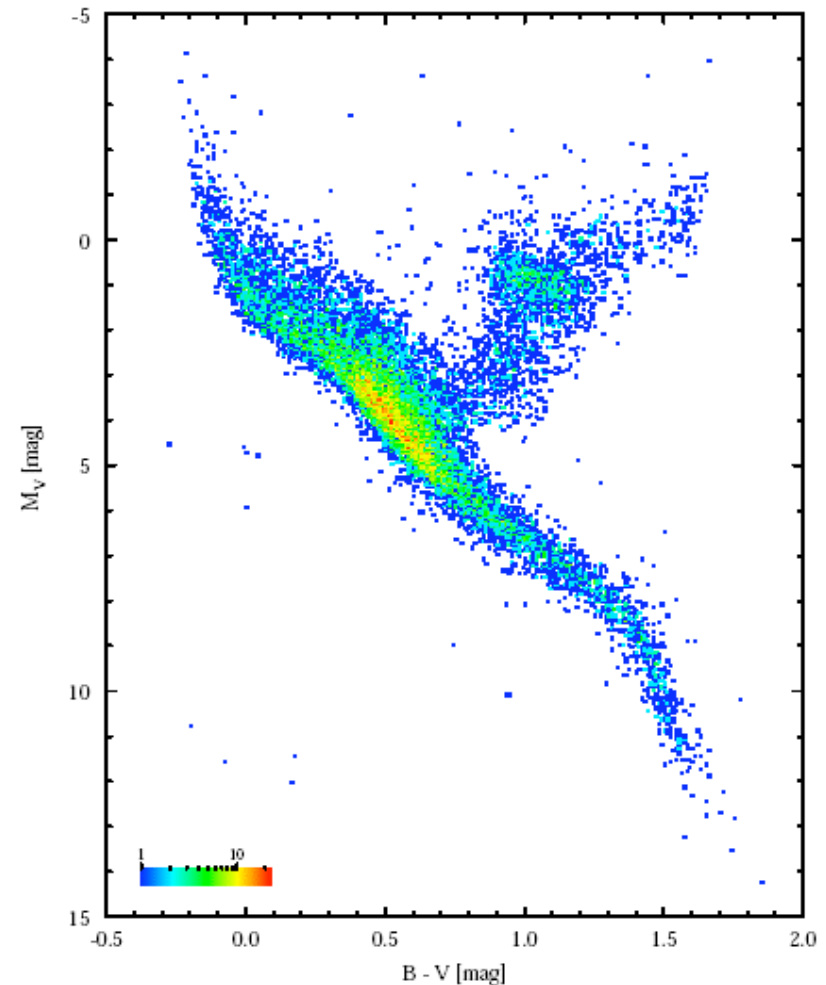
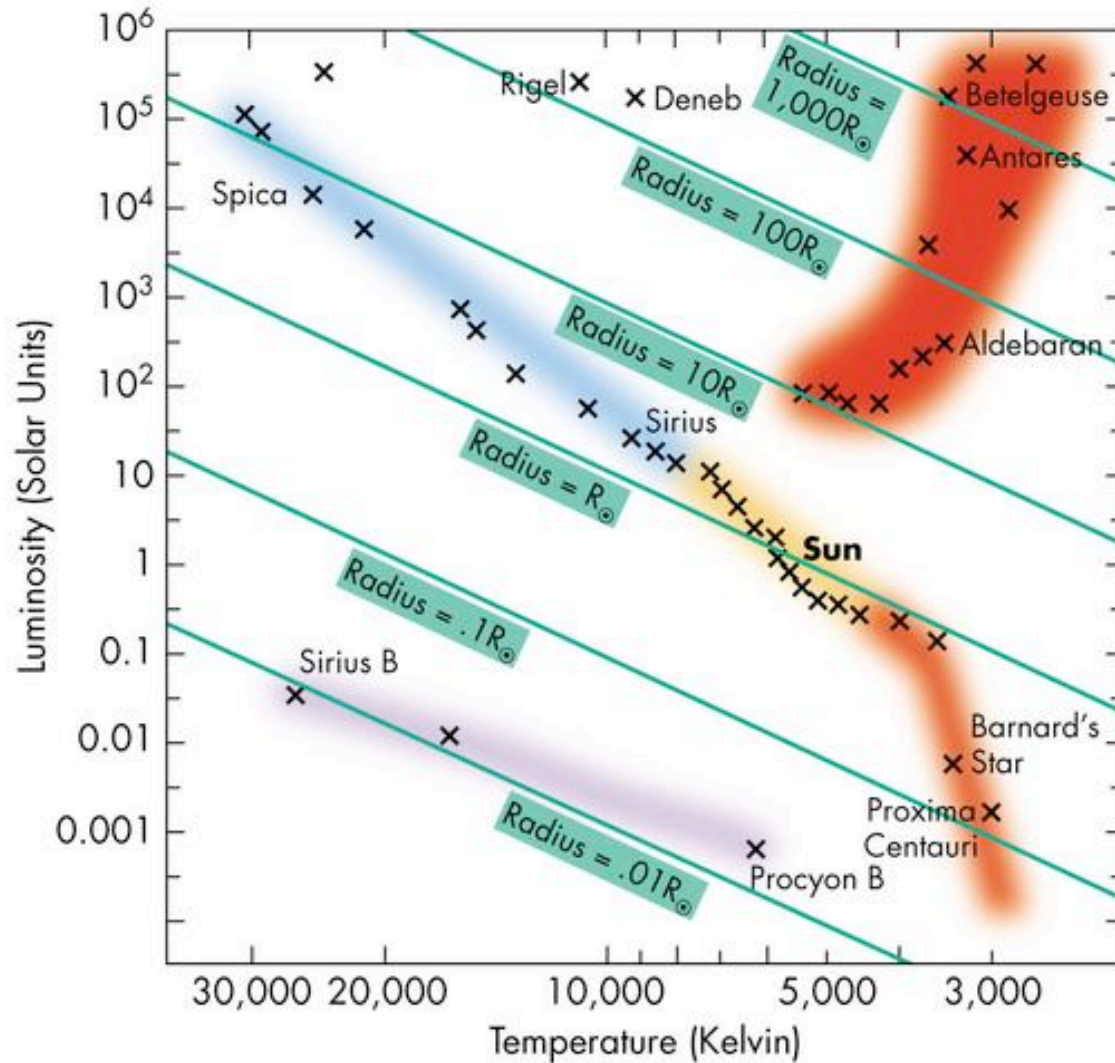


Diagrama HR con datos del satélite Hiparcos midiendo paralajes para miles de estrellas cercanas



Gigantes y enanos

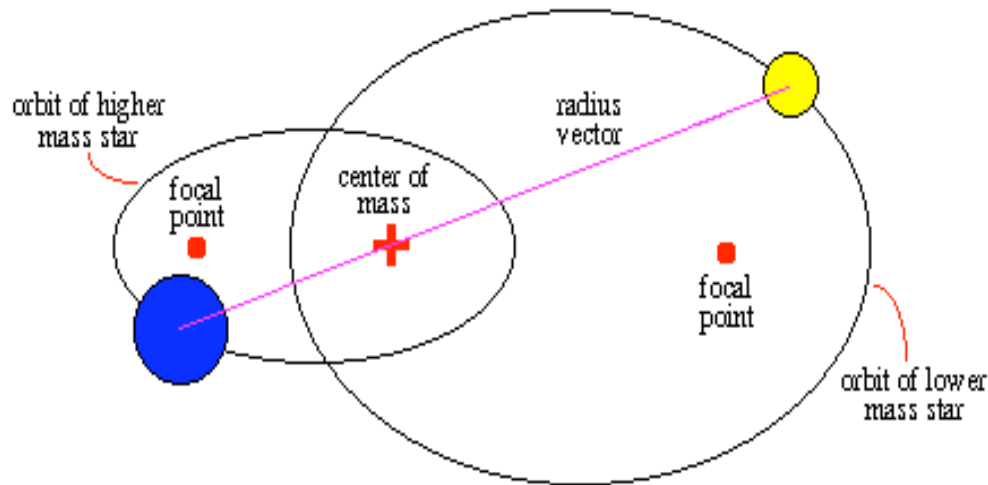
La misma temperatura que estrella en secuencia principal, pero:

- 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

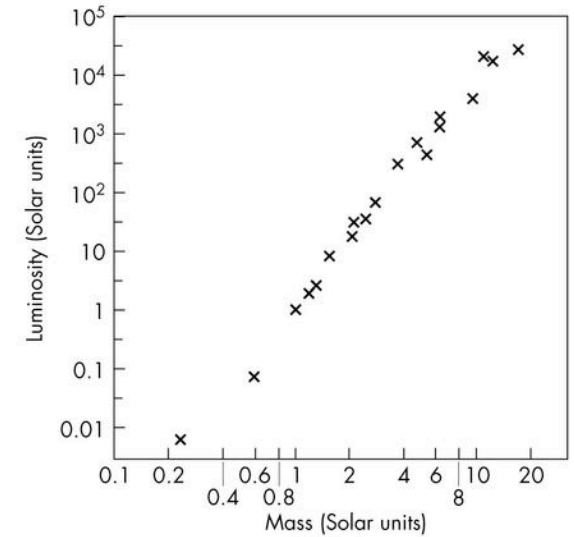
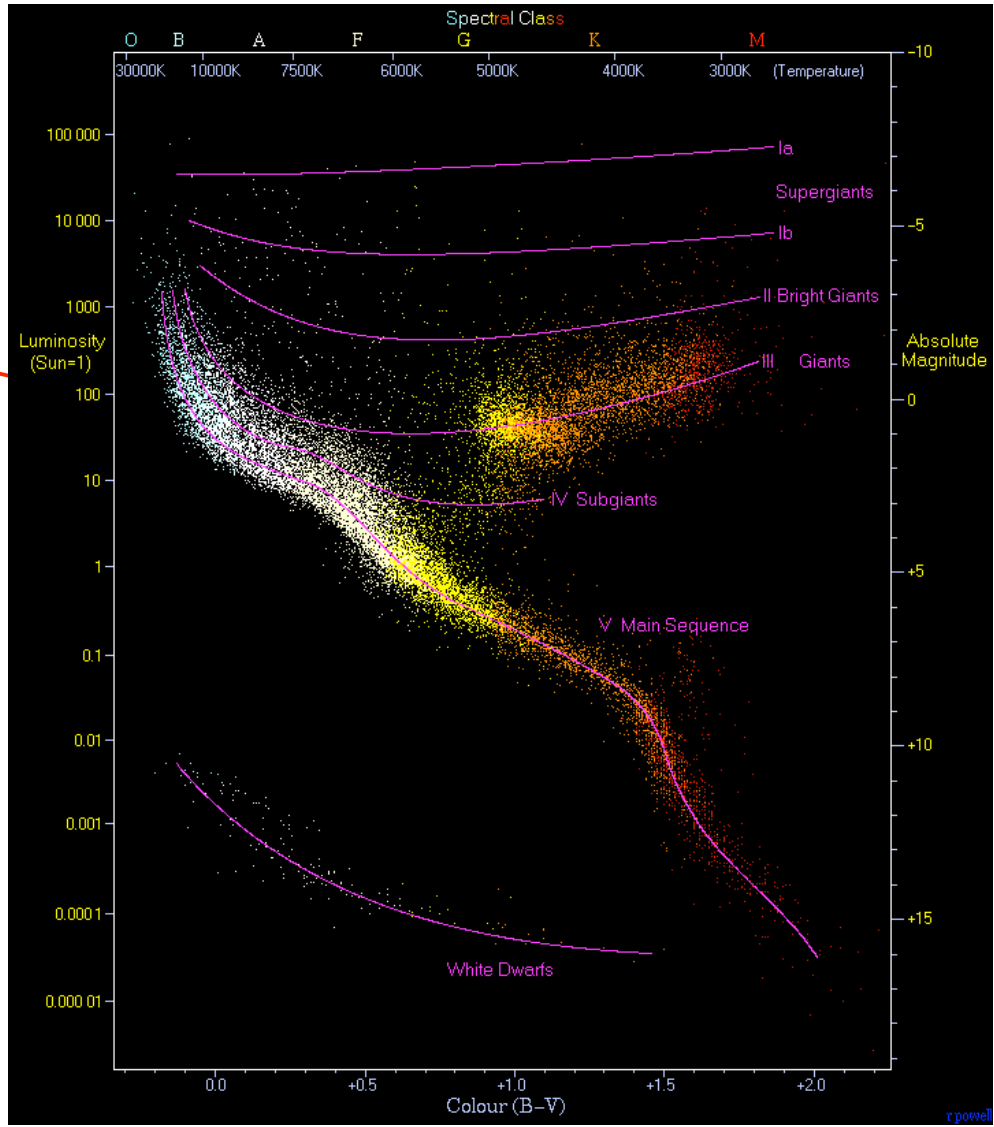


- Sistemas múltiples de estrellas son muy comunes.
- Cada estrella está orbitando alrededor de su centro de masa común.
- Lo más probable es que se han formado juntos.
- Su mayor interés: permiten determinar la masa de las estrellas (es la única forma de hacerlo)

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.

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

Lo que sabían de las estrella antes de ~1930

Muerte de las estrellas

Problema de los gigantes rojos: ¿qué fase de la evolución son?

1938: El astrofísico estoniano Ernst Oepik se daba cuenta de que cuando el H se agotaba en el centro, una fase corta de inestabilidad ocurría, en la que las capas exteriores de la estrella expandían y se enfriaban.

Enanas blancas:

1910: existencia notado primero por Russell y Pickering con datos de la base de datos de Harvard: Estrella con espectro A y luminosidad muy baja → tiene que ser enana

Densidad muy alta deducido por su masa (posible de medir si eran miembros de sistemas binarios) y su radio (deducido por su luminosidad y temperatura)

Estrellas de neutrones y agujero negro:

1931: Chandrasekhar deduce la masa superior de estabilidad de una enana blanca. Si supera esta masa → colapso en estrella de neutrones o agujero negro.

A Eddington no le gustó este resultado y lo criticó

Chandrasekar en 1979 dijo que esa crítica, junto con la autoridad de Eddington hizo que no se desarrollaron estas ideas antes.

¿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 acercen 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?

Lo que se sabía de las estrellas antes de ~1930

Interiores de las estrellas

Había muchas incógnitas:

- Hasta ~ 1930 no se reconocía lo abundante que era H en comparación con otros elementos
- Se pensaba que estrellas eran esferas en contracción

Entre 1916 y 1924 Arthur Eddington publicó una serie de artículos sobre la estructura interior del sol donde puso las bases de la física de interiores de estrellas. Puntos importantes:

- Producción de energía
- Transporte de energía a través de radiación y convección hacia fuera
- Los fotones en su camino hacia fuera están constantemente absorbidos y emitidos por los átomos

Era todo correcto, pero complejo. Para confirmarlo, se necesitaba:

- Ordenadores para simular los procesos
- Información adicional sobre propiedades de la materia para entender su interacción con los fotones.

Investigación en estrellas a partir de 1930

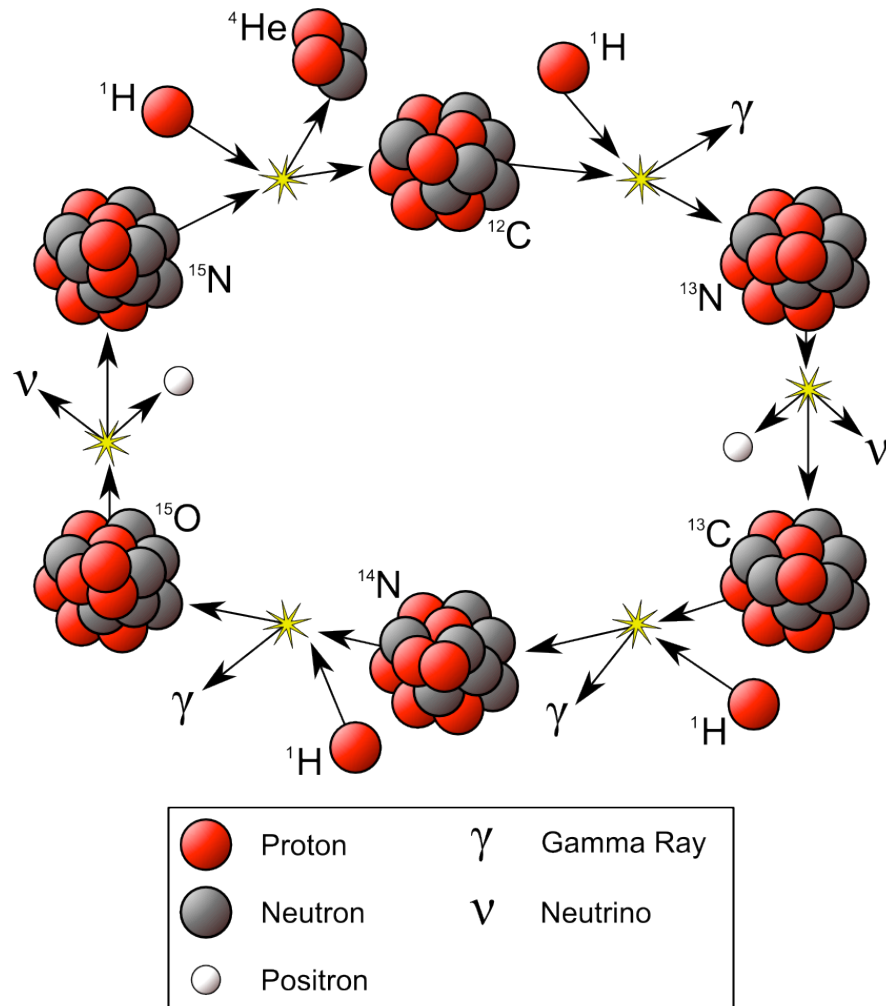
En 1930 faltaba todavía:

- Entender los procesos de la nucleosíntesis en detalle
- Entender la evolución de las estrellas
- Entender en detalle como funcionan estrellas: aparte de la producción de energía, transporte de energía hacia fuera.

Áreas importantes para hacer progreso

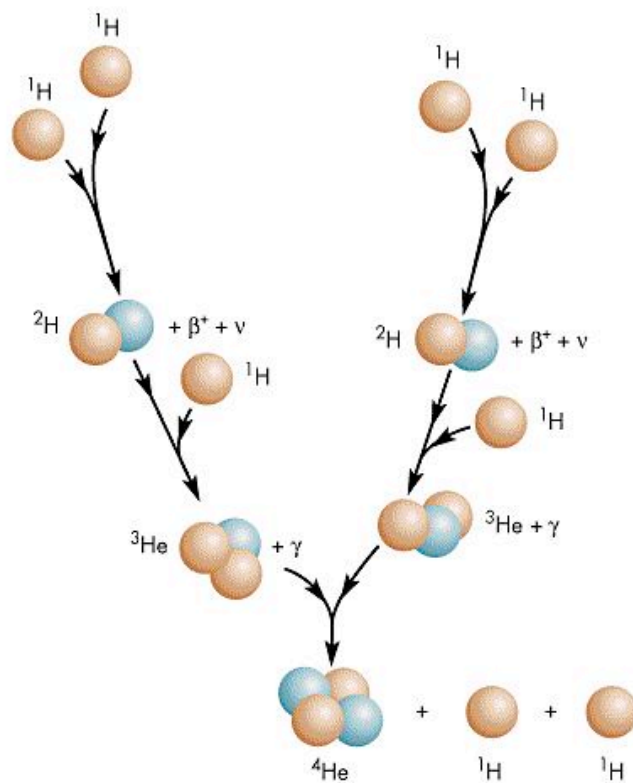
- Física nuclear: Averiguar los procesos
- Física de neutrinos
- Heliosimología
- Observaciones
 - Diagrama de Hertzsprung-Rusell de cúmulos globulares
 - Estrellas de neutrones y agujeros negros
 - Primeras fases de la formación estelar
- Importante para entender los procesos interiores y la evolución de estrellas: Ordenadores para simular los procesos

Nucleosintesis



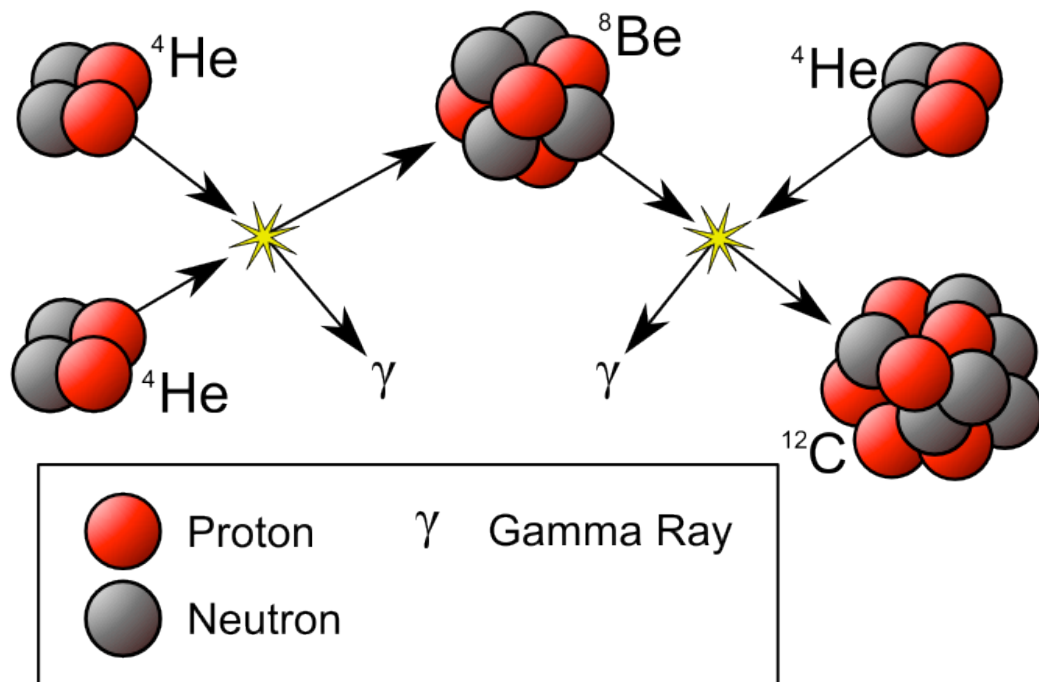
- El primer ciclo que se conocía: CNO, encontrado en 1939 y 1938 por C.F. V. Weizaecker, y H. Bethe. Los dos recibieron el premio nobel por eso.
- C es un catalizador, no se gasta
- Pero no puede ser el primer paso: Como se produce C?

Ciclo pp: Producción de He



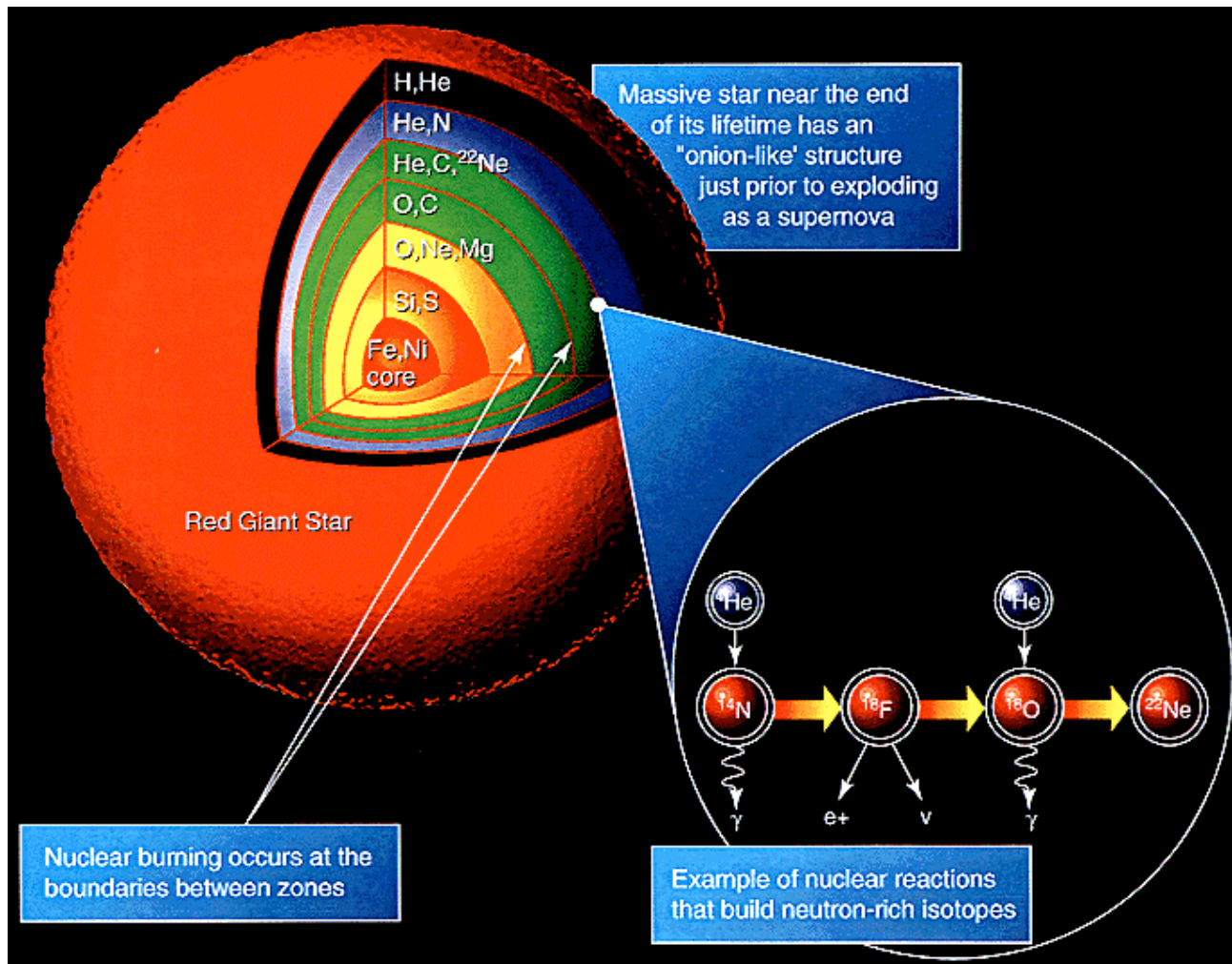
- Propuesto por Bethe en 1939
- Pero como seguir?
- Como producir elemento más pesados que He?
- Problema: no hay elementos estables con número de masa 5 o 8 \rightarrow no se puede simplemente añadir H o He

Proceso triple alpha



- Solucion: 3 nucleos 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

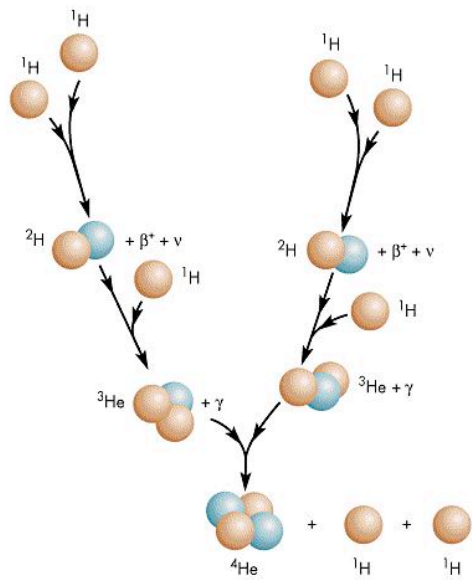


Si la estrella tiene suficiente masa, puede seguir hasta producir Fe en el núcleo, pero después ya no se produce energía sino hay que invertir energía.

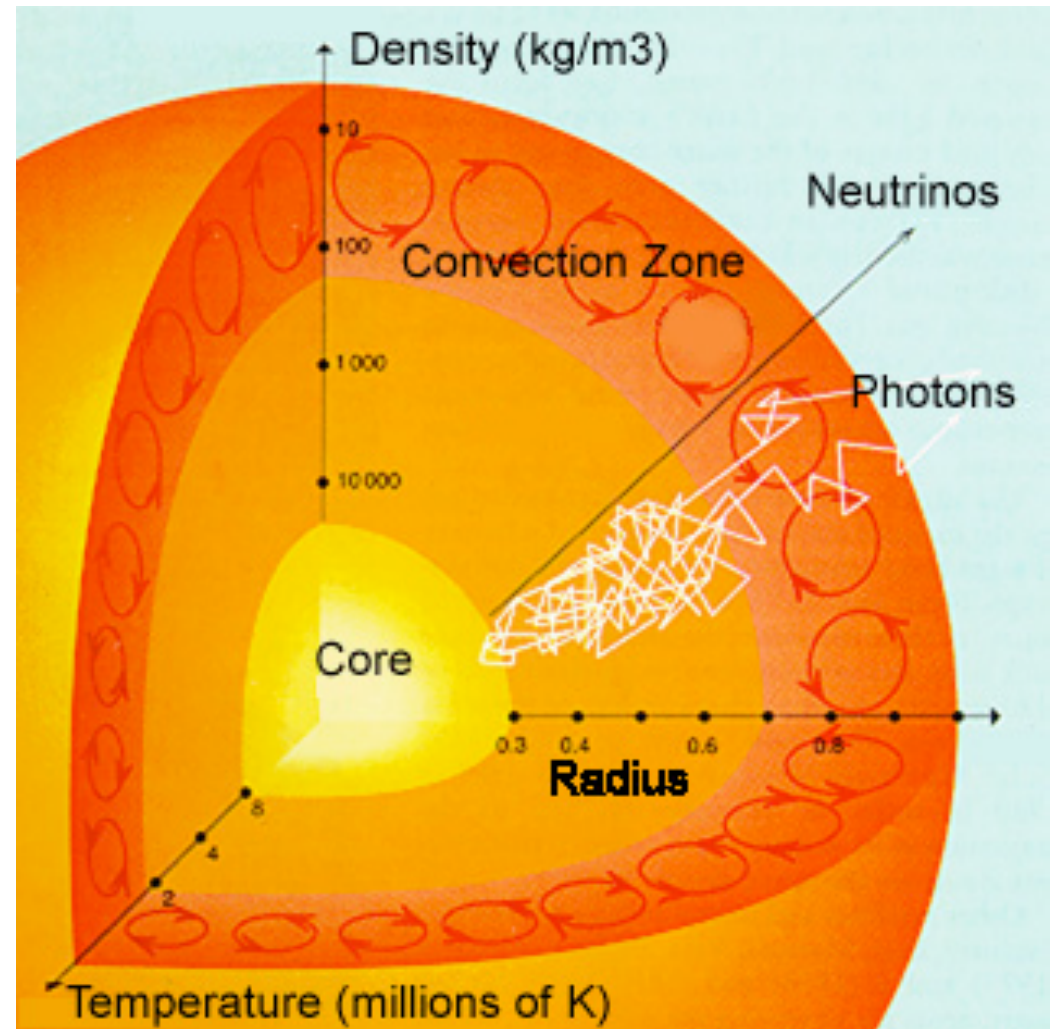
Los elementos se producen añadiendo a un núcleo He (p.e.: $^{12}\text{C} + ^4\text{He} \rightarrow ^{16}\text{O}$ o otros núcleos (p.e.: $^{12}\text{C} + ^{12}\text{C} \rightarrow ^{24}\text{Mg}$)

Donde se formaron los elementos más pesados que Fe? En SN

Neutrinos solares

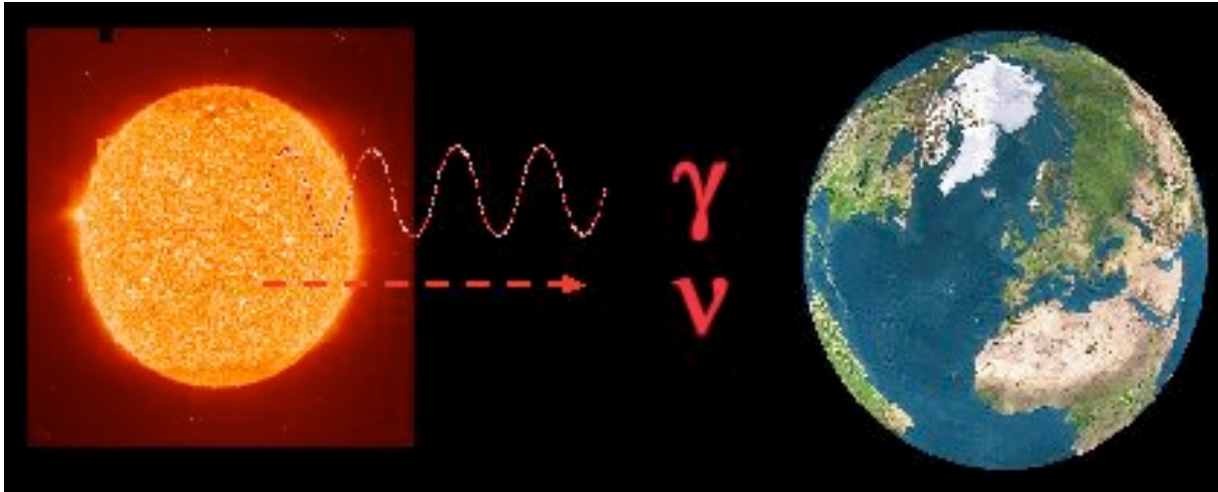


En la nucleosíntesis se forman, aparte de fotones, neutrinos (aquí: ejemplo ciclo pp)



Fotones producidos en el sol son absorbidos y reemitidos con frecuencia de los átomos
→tardan miles de años en salir del sol y pierden sus propiedades iniciales
→Espectro en la superficie del sol es diferente al espectro en el núcleo

Experimentos para detectar neutrinos solares



Solución:

Observar neutrinos solares que salen sin interferir con la materia y llegan directamente a la tierra con velocidad \sim de la luz

Hay 4 fuerzas:

Fuerza gravitatoria (\rightarrow masa)

Fuerza electromagnética (\rightarrow carga eléctrica)

Fuerza fuerte (\rightarrow carga de color)

Fuerza débil (afecto "leptones" - e, ν , τ - y quarks - componentes de núcleos)

Neutrinos: No tienen carga eléctrica y de color (masa?) \rightarrow solo experimentan fuerza débil

- 1955: Raymon David propuso la posibilidad de buscar neutrinos solares del ciclo CN= (Hizo esta propuesta antes de la detección experimental del neutrino en 1956!)
- Problema: como neutrinos solo experimentan fuerza débil, son difíciles de detectar!
- Se propuso usar la reacción:
- $^{37}\text{Cl} + \nu_e \rightarrow ^{37}\text{Ar} + e^-$
- ^{37}Ar es radioactivo y se mide número de decaimientos
- 1964: Primera predicción del flujo de neutrinos solares por Jahn Bahcall
- 1964: Se empezó el experimento de neutrinos solares por Davis y su grupo
- Usaron un tanque de 450 000 l de cloroletyleno en una mina de oro
- 1976: primeros resultados, pero ¡¡solamente un tercio de los neutrinos esperados!! (premio nobel en 2002)
- Problema de neutrinos solares, se solucionó solamente en los 1990

“Problema de neutrinos solares”



Dos experimentos más

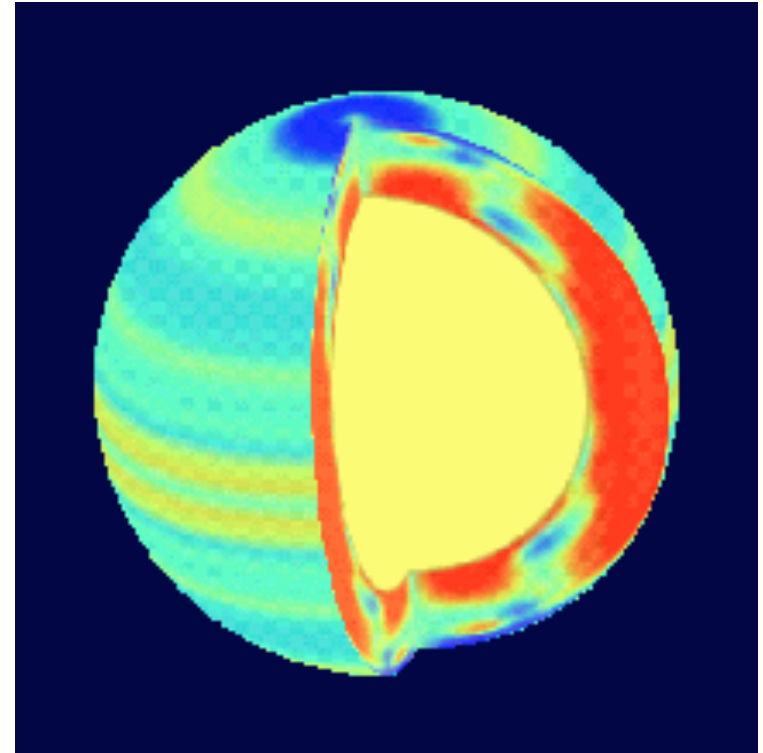
- Japon: Kamiokande (resultados en 1990) confirmaron "problema de neutrinos"
- Intentos de medir neutrinos de baja energía producidos en ciclo más frecuente pp: experimentos GALEX y SAGE (entre 1992 y 1997)
 - Tienen que usar otra transición:
 - ${}^{71}\text{Ga} + \nu_e \rightarrow {}^{71}\text{Ge} + e^-$
 - Problema logístico: Necesitan grandes cantidades de Gallium, gran fracción de la producción anual → caro
 - Ventaja: Gallium no se gasta, al final lo podían alquilar
- Resultados: faltan neutrinos
- Problema: O no entendemos como funciona el sol o no entendemos física nuclear

Solución: oscilaciones de neutrinos

- Pensaron que se entiende interior de las estrellas bien, todo el resto encajaba
- Heliosismología daba también información sobre el interior que eran de acuerdo con los modelos.
- 1990: Bahcall y Bethe propusieron que se podría explicar con oscilaciones de neutrinos:
 - Existen tres tipos de neutrinos ν_e, ν_τ, ν_μ
 - Se producían como ν_e y los experimentos solo detectaban ν_e
 - Oscilaciones de neutrinos: Si tienen masa, pueden cambiar de tipo
 - Eso es la solución y es prueba que los neutrinos tienen masa!

Heliosismología

- En los años 1960: descubrimiento de oscilaciones solares → ondas acústicas (de presión) que nos dan información sobre interior del sol
- Es, juntos con los neutrinos, la única forma de obtener información sobre el interior del Sol.
- Las ondas son generadas en la zona de convección del sol.
- 1995: Satélite SOHO (Space Agencies Solar and Heliospheric Observatory) permitió observaciones continuas del sol.



Ejemplo: Estructura de velocidad interior del sol obtenido con datos de SOHO

La vida de una estrella: La formación

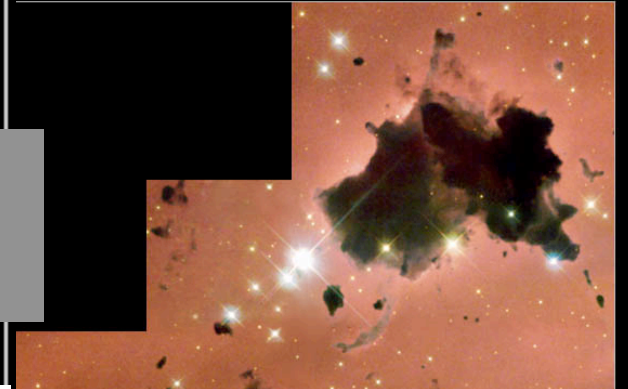
Las estrellas se forman de un colapso de una nube de gas

Nubes oscuras

Keray's Globules in IC 2944

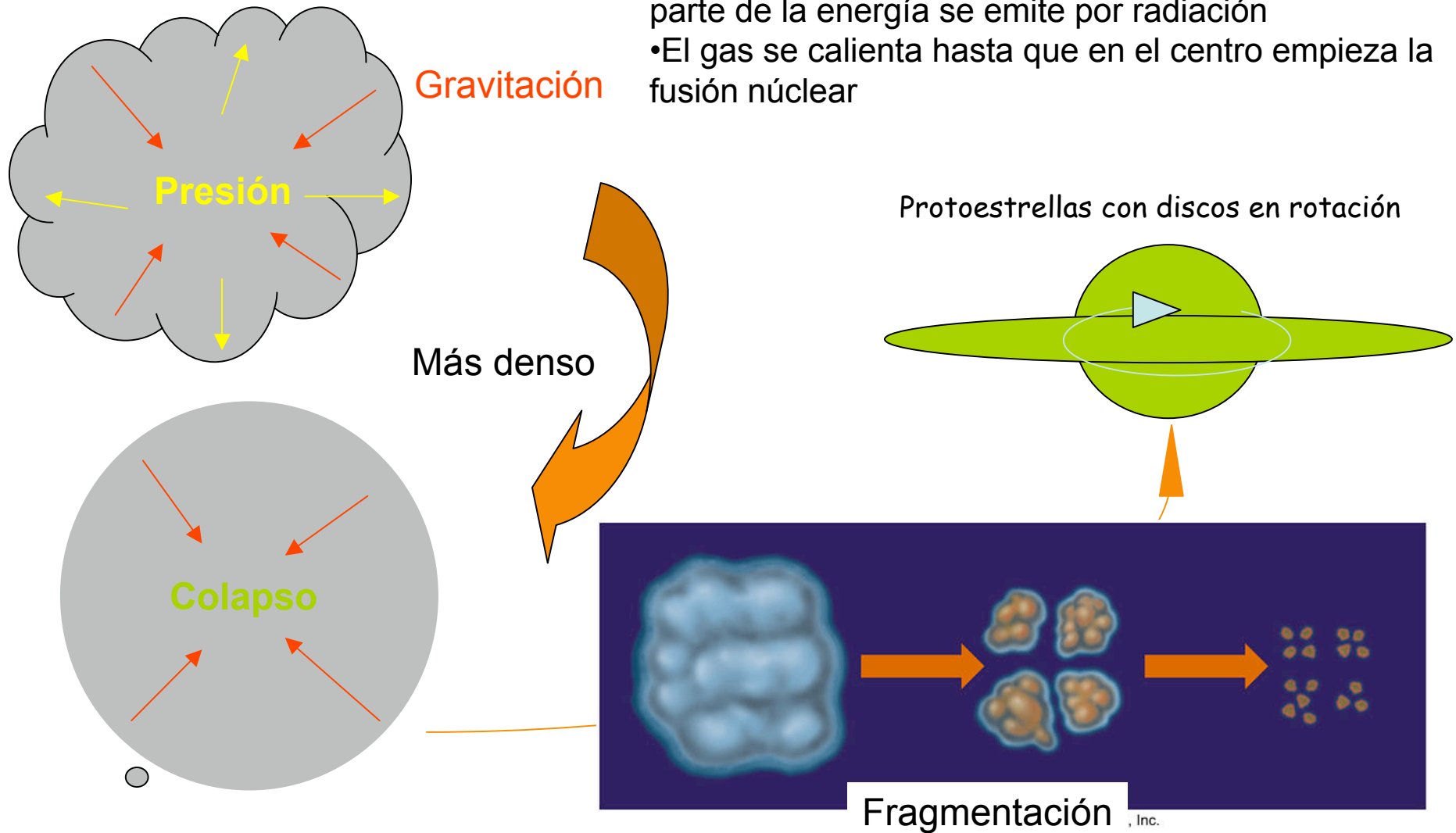


Pilares de gas en la nebulosa del aguila (una zona de formación estelar)



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





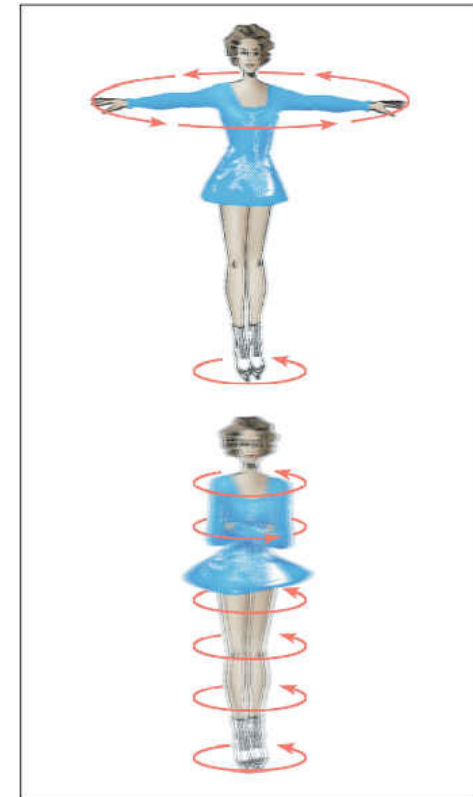
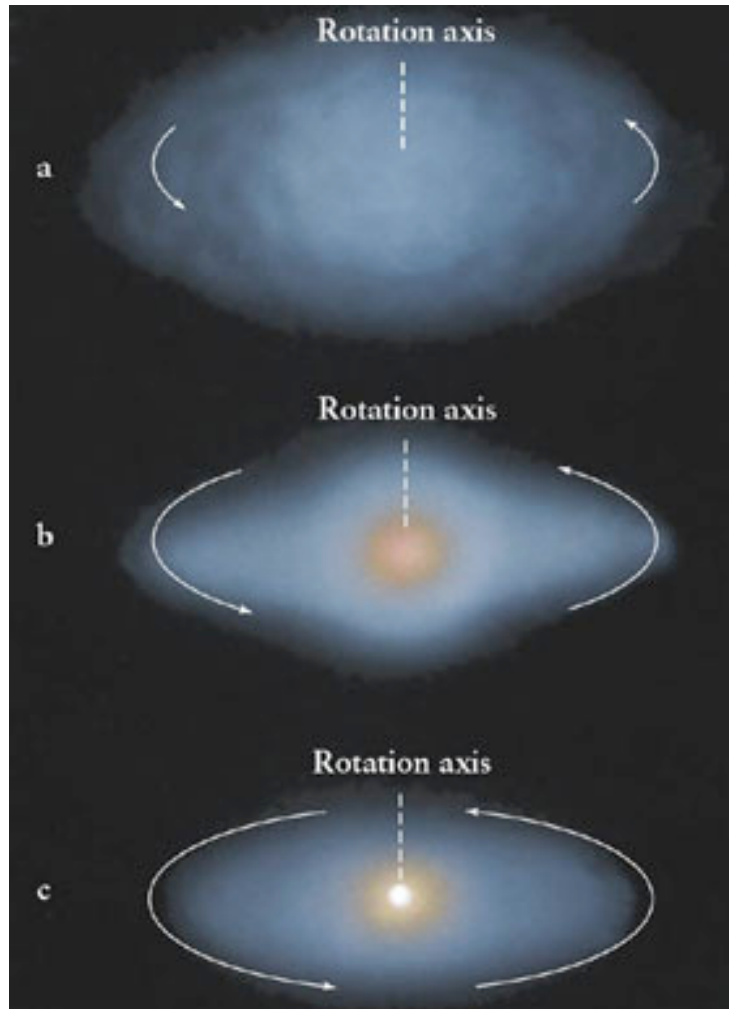
- Las estrellas no se forman solas, sino en grupos de cientos a miles.
- Se forman con una cierta distribución en masa
- Se forman mucho más estrellas de baja masa que de masa alta.

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



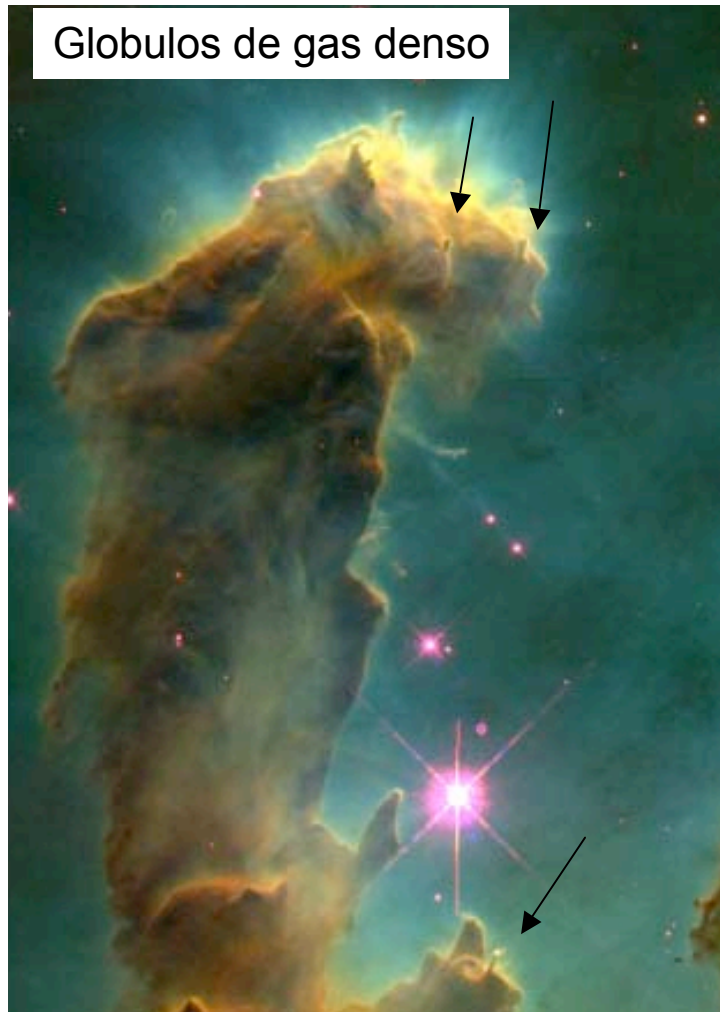
El momento angular se conserva

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

→ Se forma un disco de "acreción"

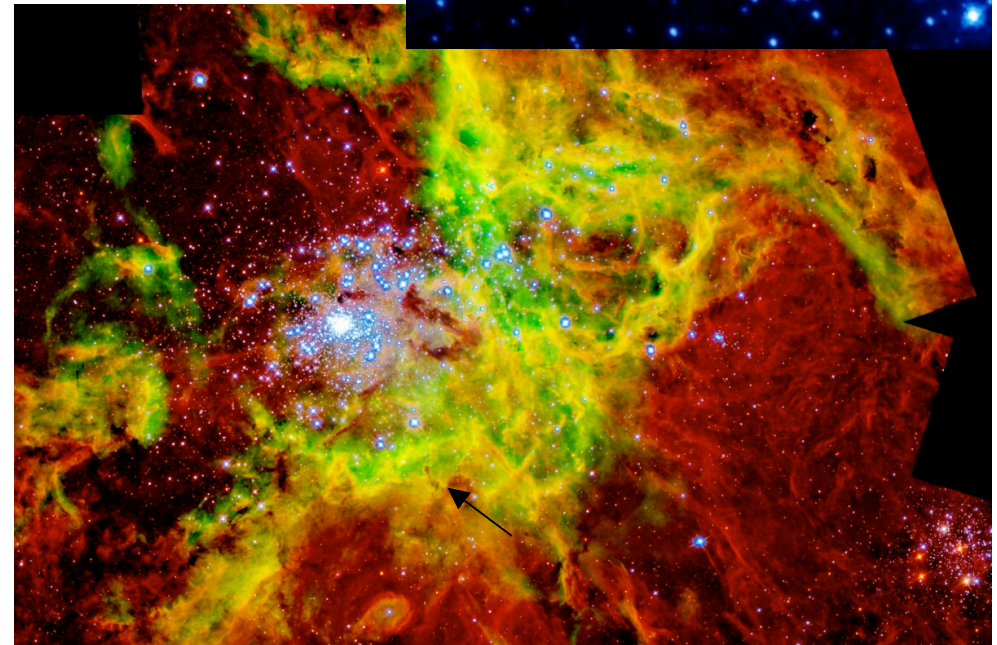
¿Qué nos dicen las observaciones?

30 Doradus en la Gran Nube de Magallanes



Nebulosa del Aguila

- Se ven 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



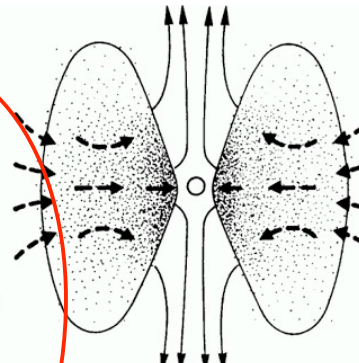
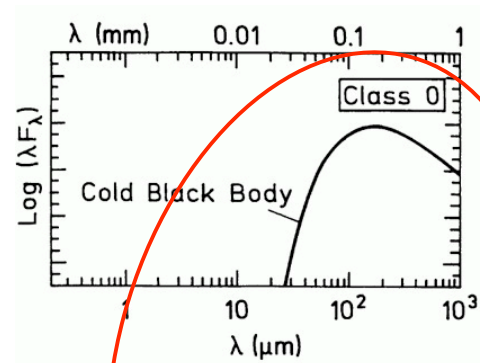
Observando la formación estelar en (sub)mm

Pasos en la formación estelar

1. Inestabilidad gravitacional (criterio de Jeans): Gravitación supera presión de gas
2. Fase de colapso:
 - Emisión de la energía gravitacional liberado
 - Fragmentación → estrellas no se forman solos, sino en grupos
 - Formación de discos debido a la rotación de las nubes
3. Fase de contracción:
 - La nube se hace más densa. Cuando se pone opaca en IR → se va calentando → presión de gas aumenta → colapso se hace más lento
 - Emite en IR-mm
 - Se llama protoestrella
4. Comienzo de la fusión nuclear → estrella

Class 0:

- Protoestrellas
- Visible solo en (sub)mm
- Luminosidad debida a energía gravitacional



CLASS 0:
Main accretion phase?

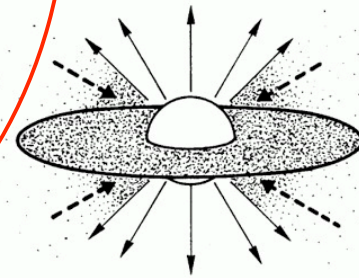
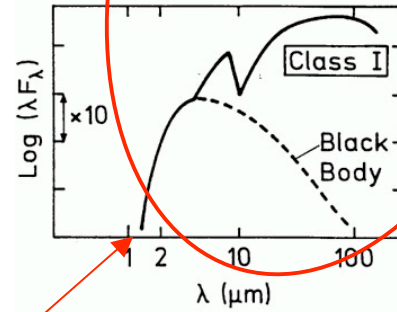
Age $\leq 10^4$ yr
 $M_{C^*} \geq 0.5 M_{\odot}$

Masa de la envoltura circumestelar

Class 1-3:

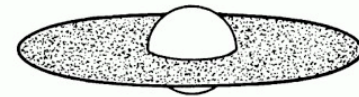
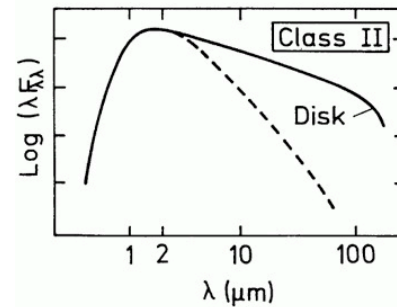
Young stellar object (YSO)

Fases que solamente se pueden estudiar en IR/mm



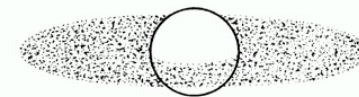
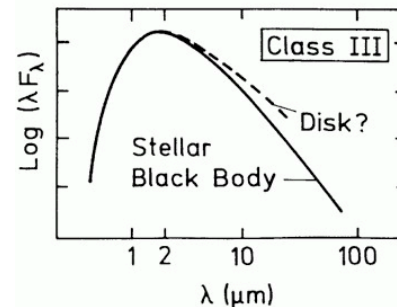
CLASS I:
Late accretion phase?

Age $\sim 10^5$ yr
 $M_{C^*} \leq 0.1 M_{\odot}$



CLASS II:
Optically thick disk

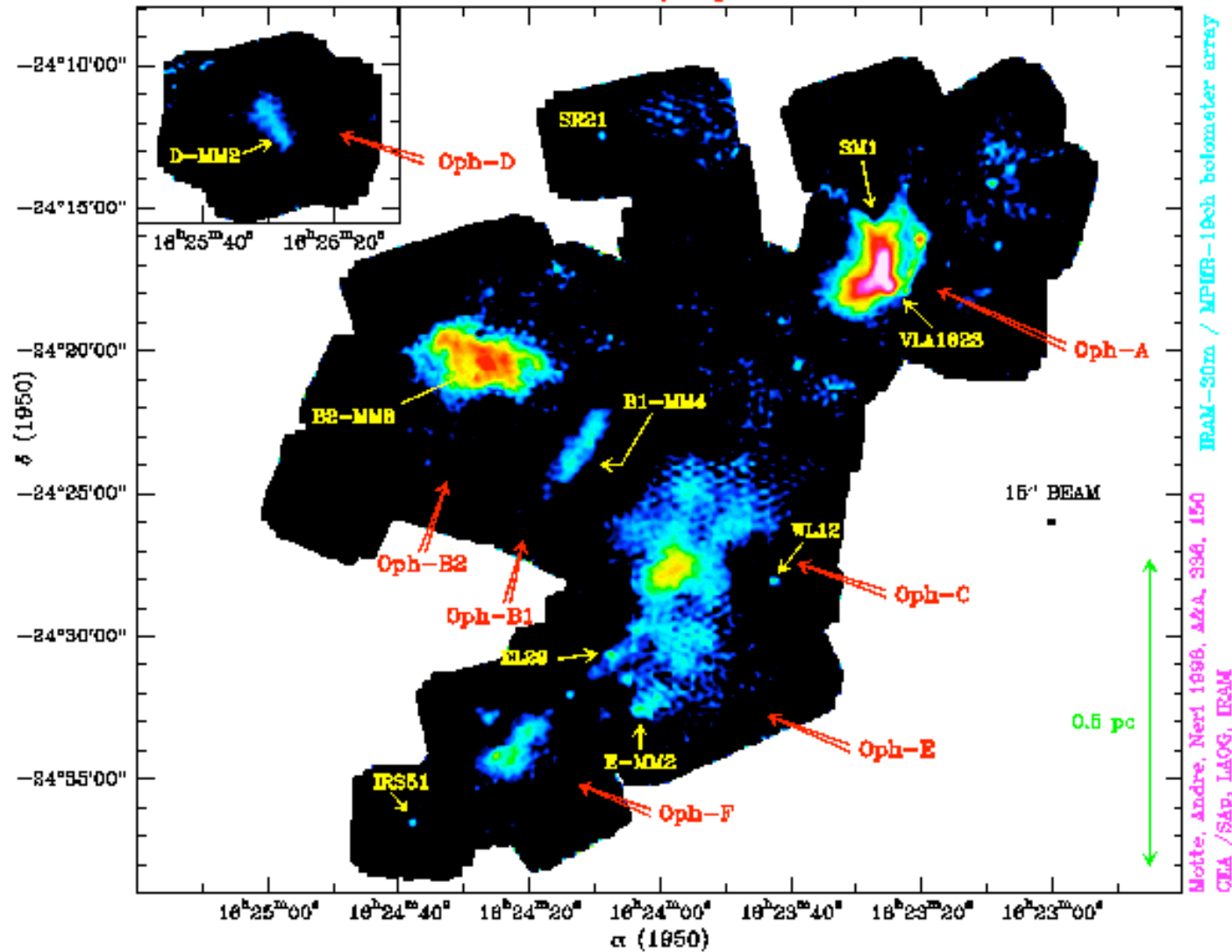
Age $\sim 10^6$ yr
 $\langle M_{\text{disk}} \rangle \sim 0.01 M_{\odot}$



CLASS III:
Optically thin disk?

Age $\leq 10^7$ yr
 $\langle M_{\text{disk}} \rangle < 0.003 M_{\odot}$

1.3mm mosaic of ρ Oph main cloud

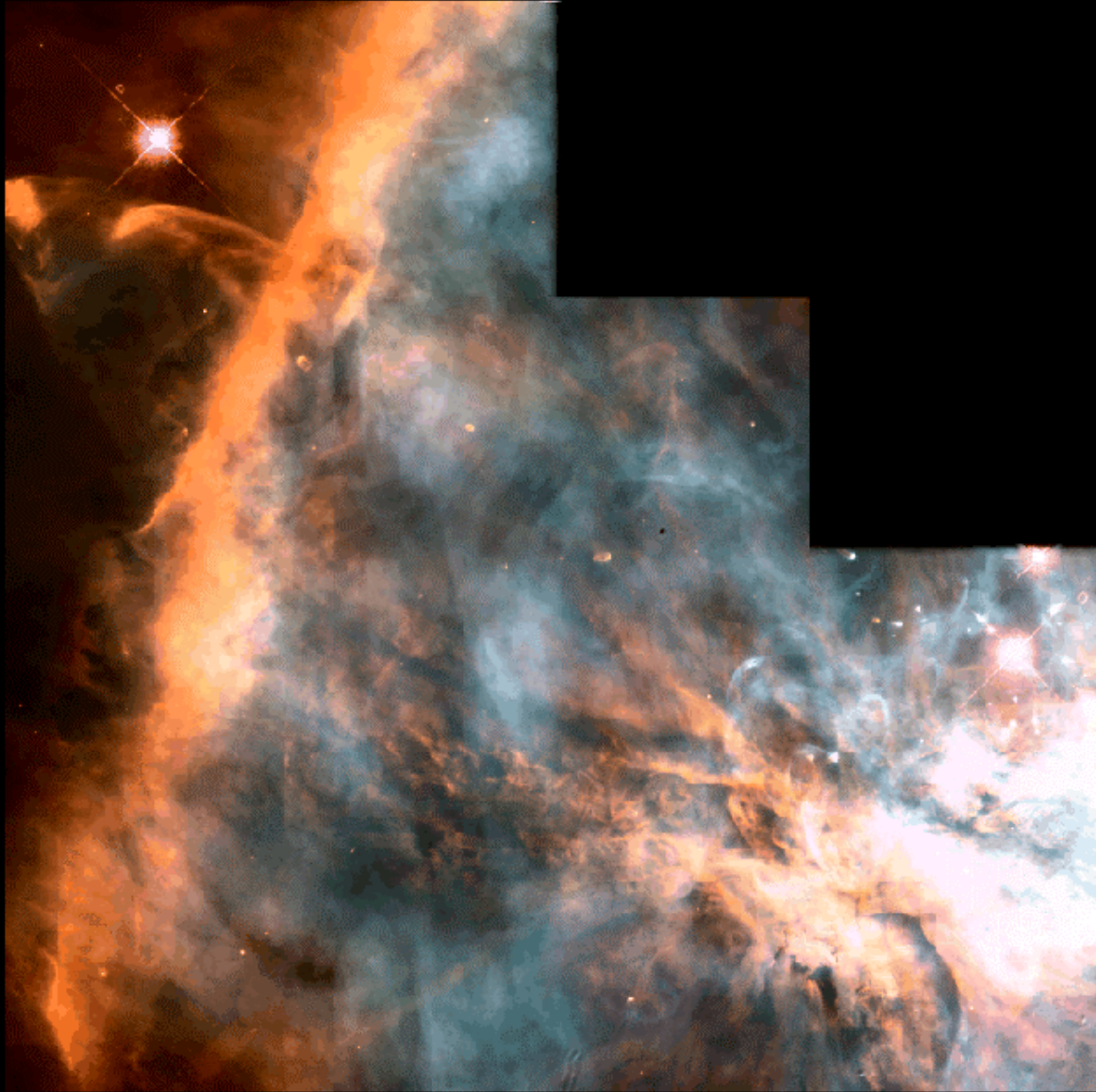


Observando
nubes pre-
estelares
(nubes densas,
pero aún no en
la fase de
colapse)

Conclusiones sobre:

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

The Orion Nebula



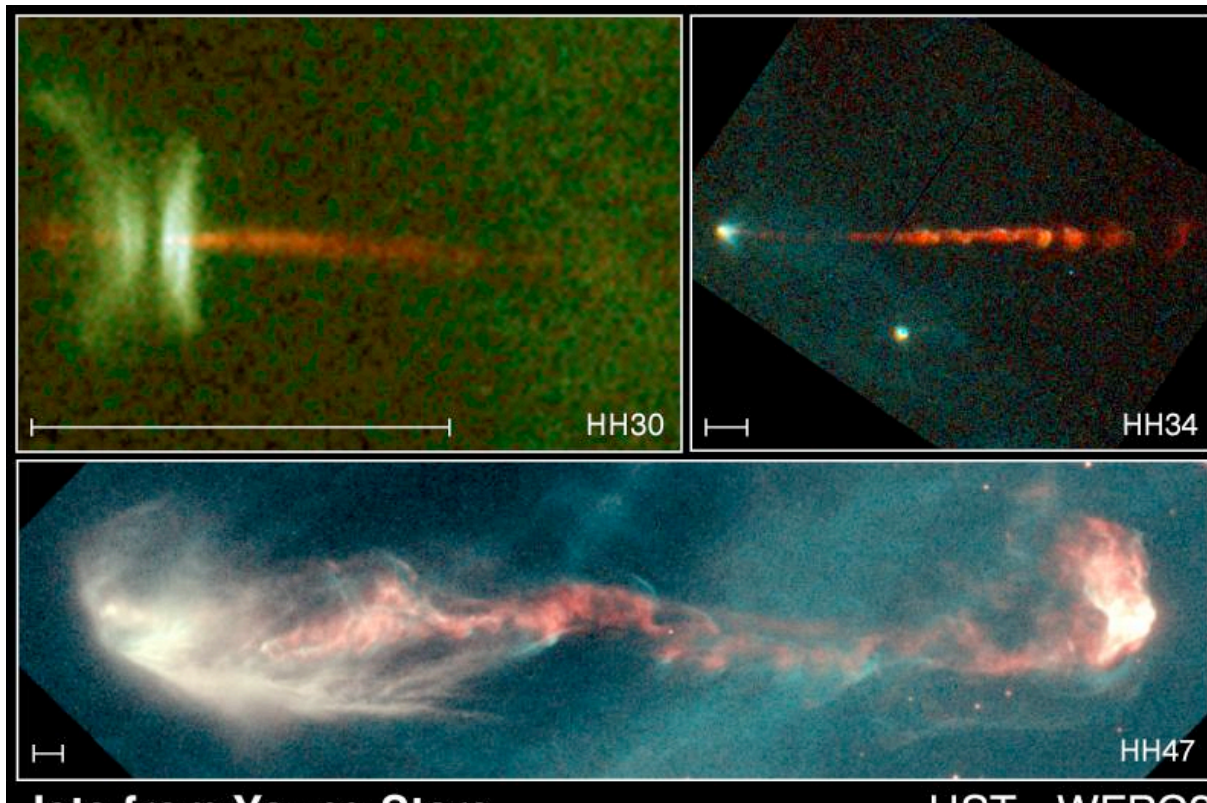
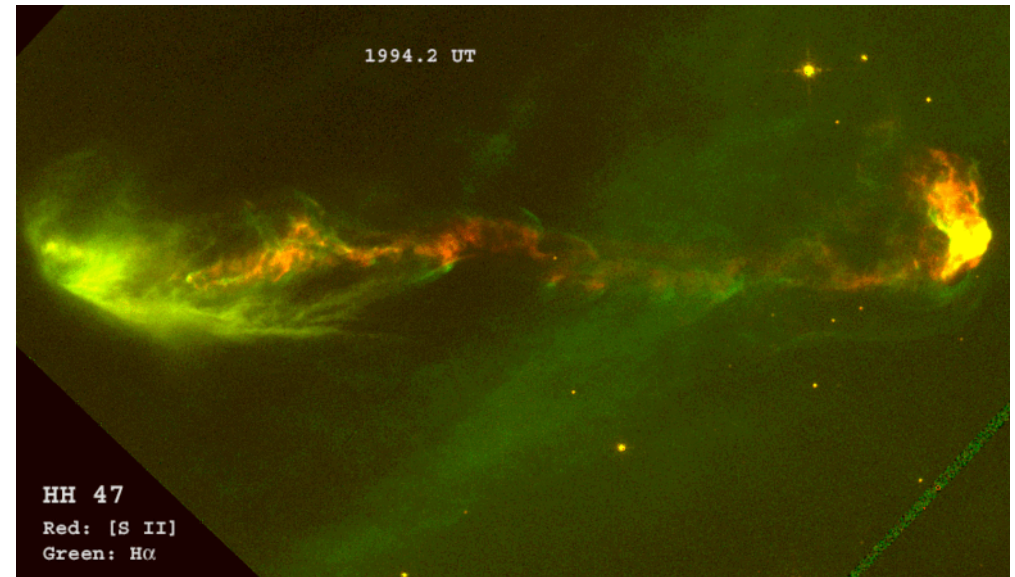
Hubble Space Telescope
Wide Field Planetary Camera 2



*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

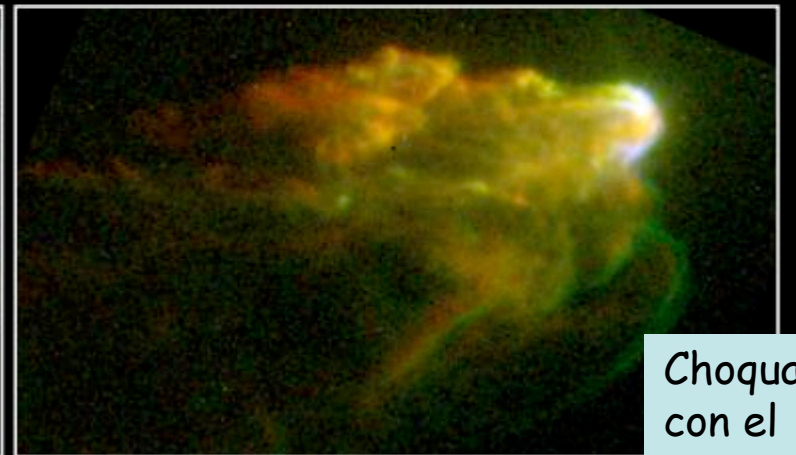


Chorros bipolares: gas ionizado

Chorros
(Tamaño



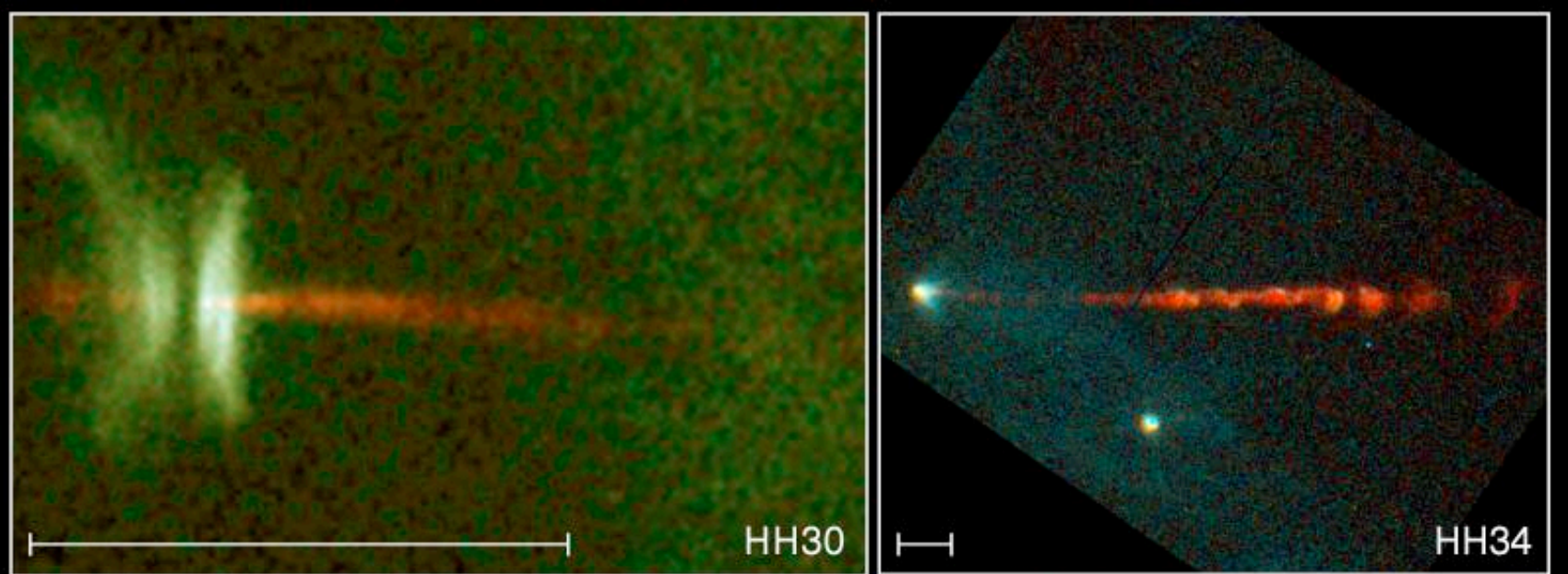
Zona central:
Emisión en "balas"



Choquando
con el medio
interestelar

Jets from Young Stars · HH1/HH2
PRC95-24c · ST ScI OPO · June 6, 1995 · J. Hester (AZ State U.), NASA

HST · WFPC2



1000 AU

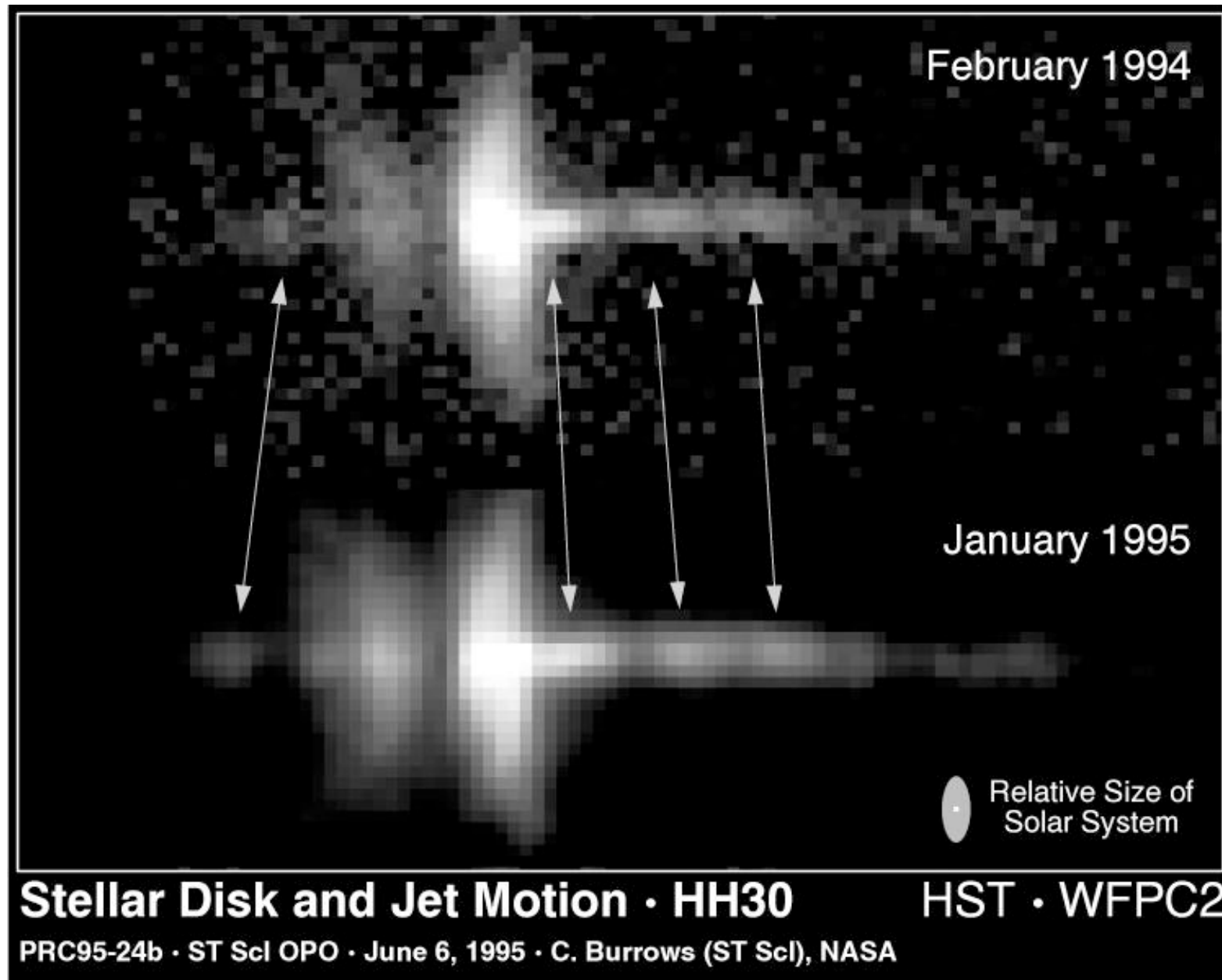
Jets from Young Stars

HST · WFPC2

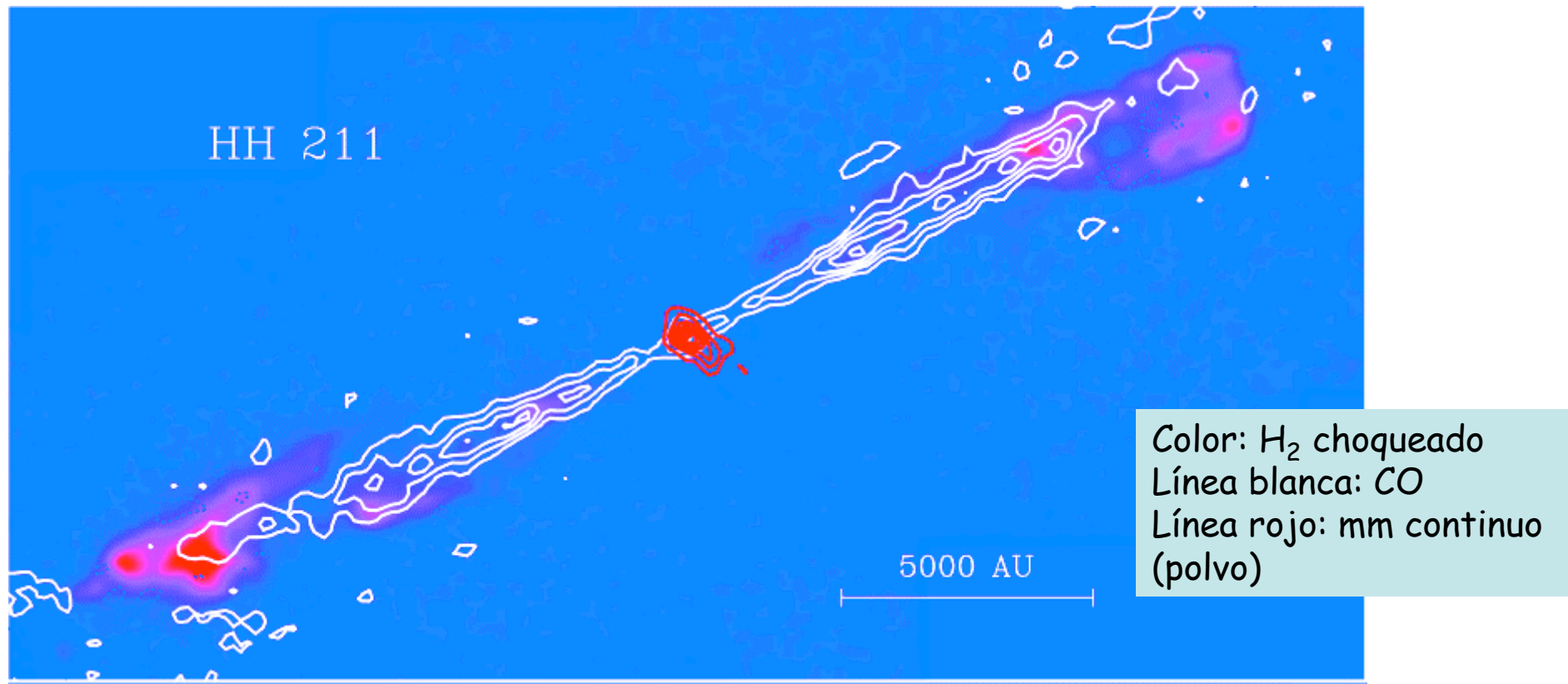
PRC95-24a · ST Scl OPO · June 6, 1995

C. Burrows (ST Scl), J. Hester (AZ State U.), J. Morse (ST Scl), NASA

Secuencia temporal



Chorros moleculares bipolares



Que acelera gas molecular?
Energía viene de chorros

La vida de una estrella: Fase adulta

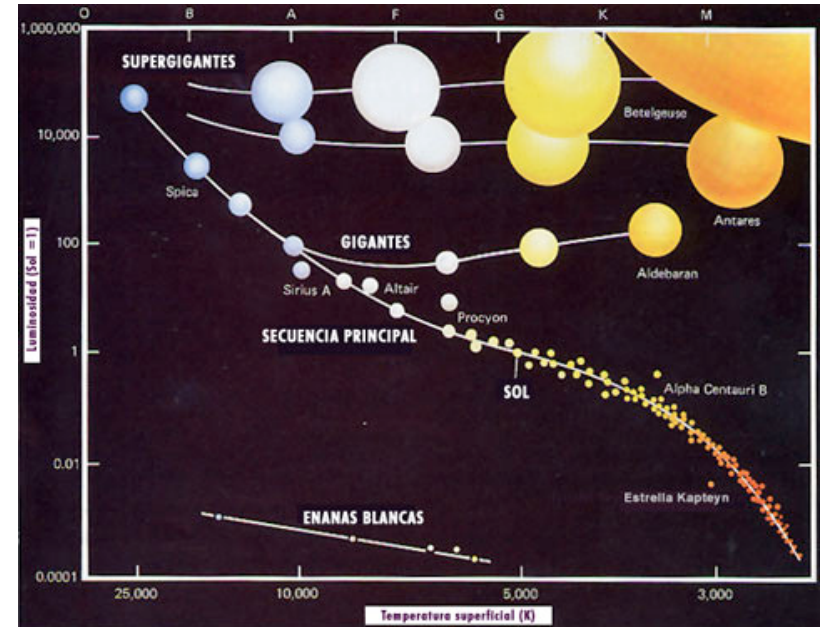
Características:

- 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 limite superior:

- 1) Durante el colapso de la nube, esta fragmenta en partes más pequeños, así que nubes muy grandes no pueden colapsar
- 2) Estrella muy masivas 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

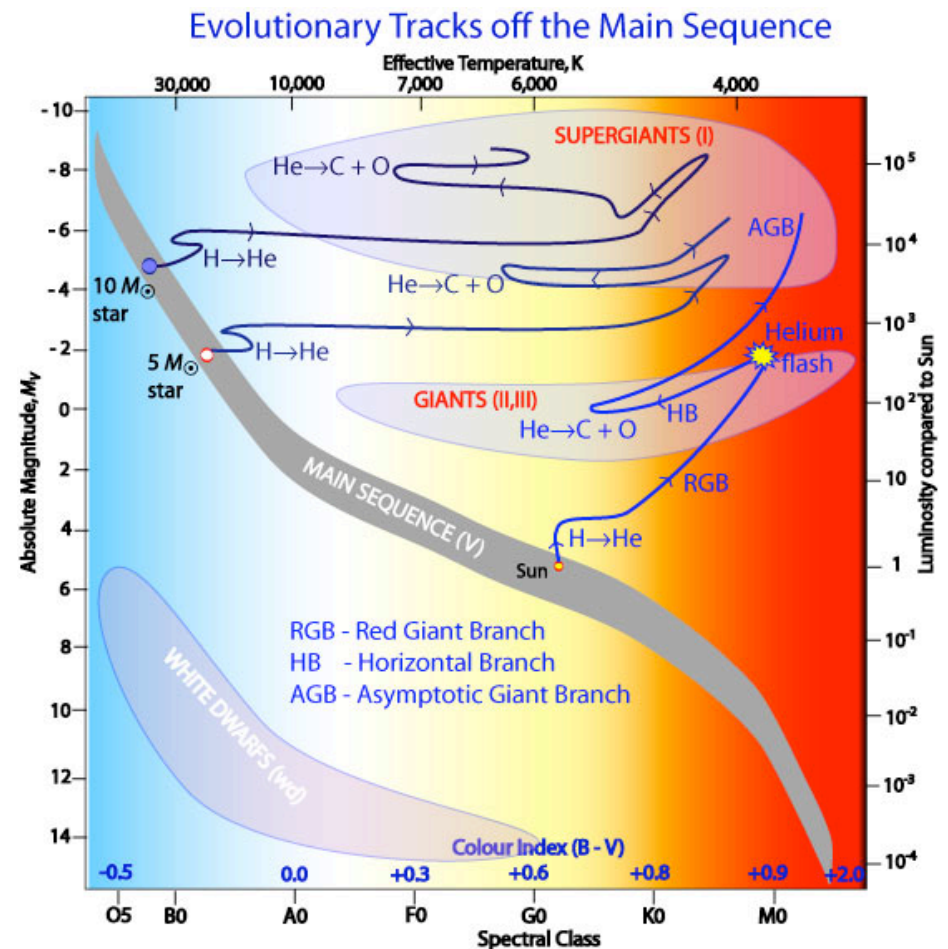
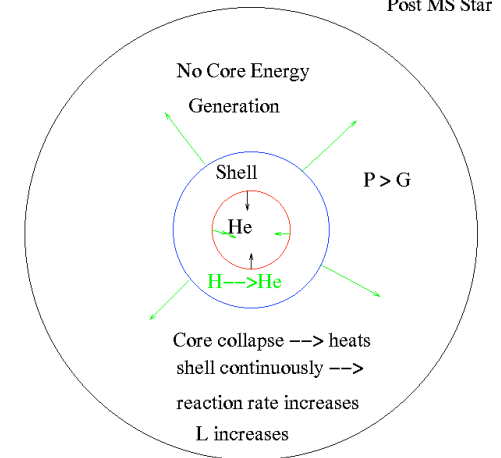


Eta Carinae, un sistema binario de estrellas masivas (de unos 60-70 Msol), perdiendo rapidamente gas

La vida de una estrella: La vejez

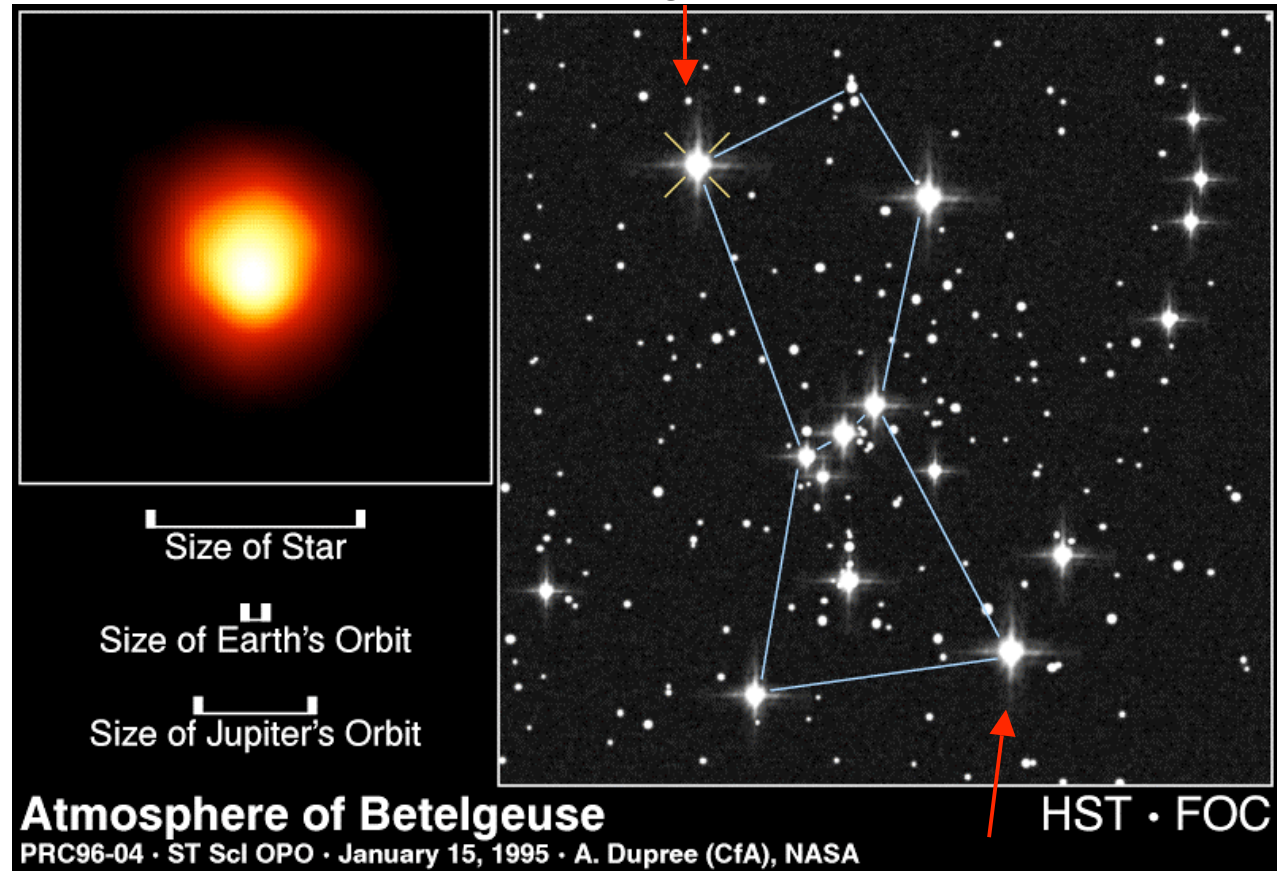
Evolución después de la secuencia principal

- En el centro quedan las "cenizas" de la fusión nuclear, el helio.
- El núcleo se contrae, aumenta la temperatura y calienta H en una capa exterior lo suficiente para que empiece la fusión $H \rightarrow He$.
- En esta fase, la estrella produce más energía de la necesaria para equilibrar la gravitación
- La energía adicional hace expandir la envoltura. El radio de la estrella aumenta y la temperatura superficial disminuye.
- Se forma una estrella gigante (o supergigante en el caso de las estrellas masiva)



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:

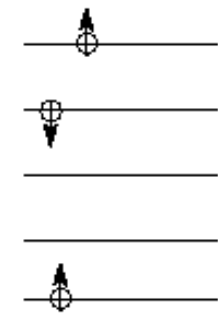
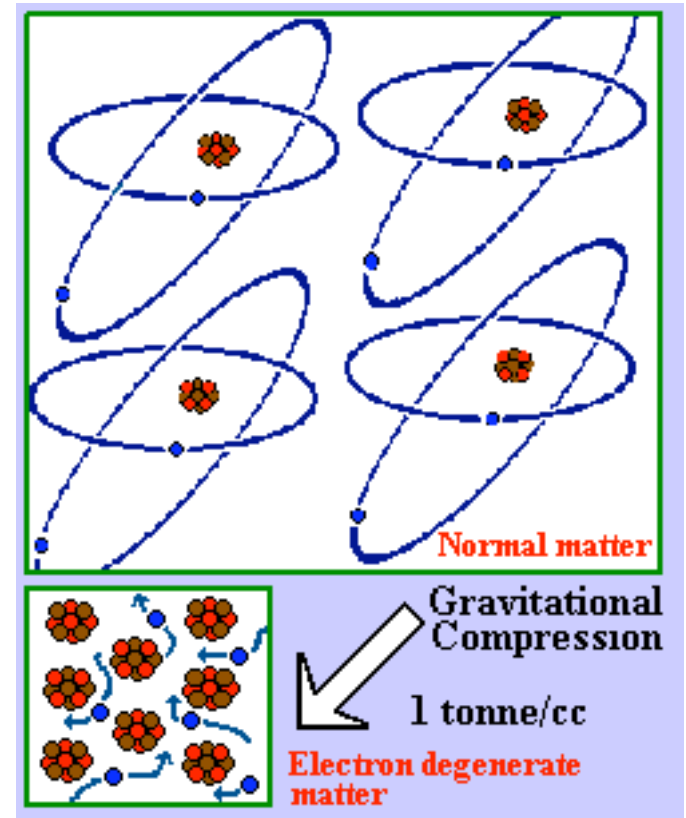
- 2000 veces más brillante
- 100 veces más grande (se comerá Mercurio)

Materia degenerada y fusión de He

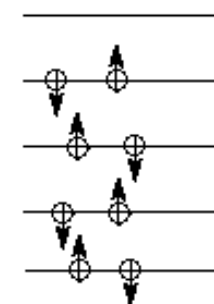
El núcleo de He sigue contrayéndose, se hace más denso y se calienta.

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

- La materia se convierte en un gas de núclei 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 nivel 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 millon la densidad en la Tierra



Regular gas: many unfilled energy levels. Particles free to move about and change energy levels.

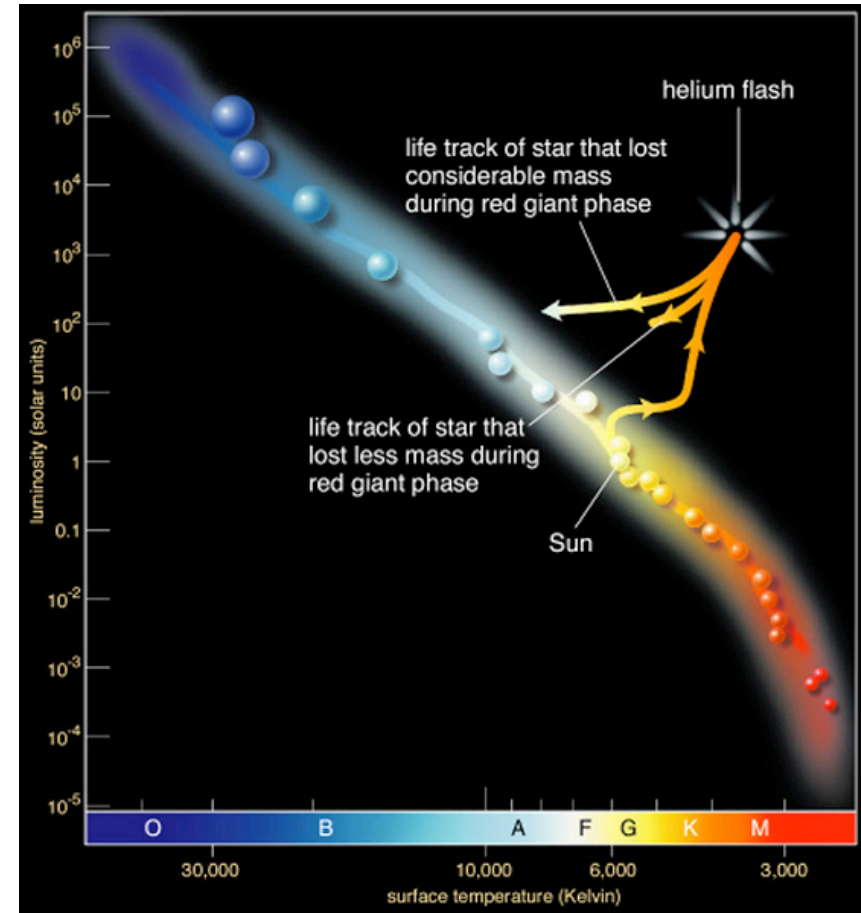


Degenerate gas: all lower energy levels filled with two particles each (opposite spins). Particles **locked** in place.

Fusión de He y el "flash" de He

La temperatura sigue aumentando y puede empezar la fusión de He

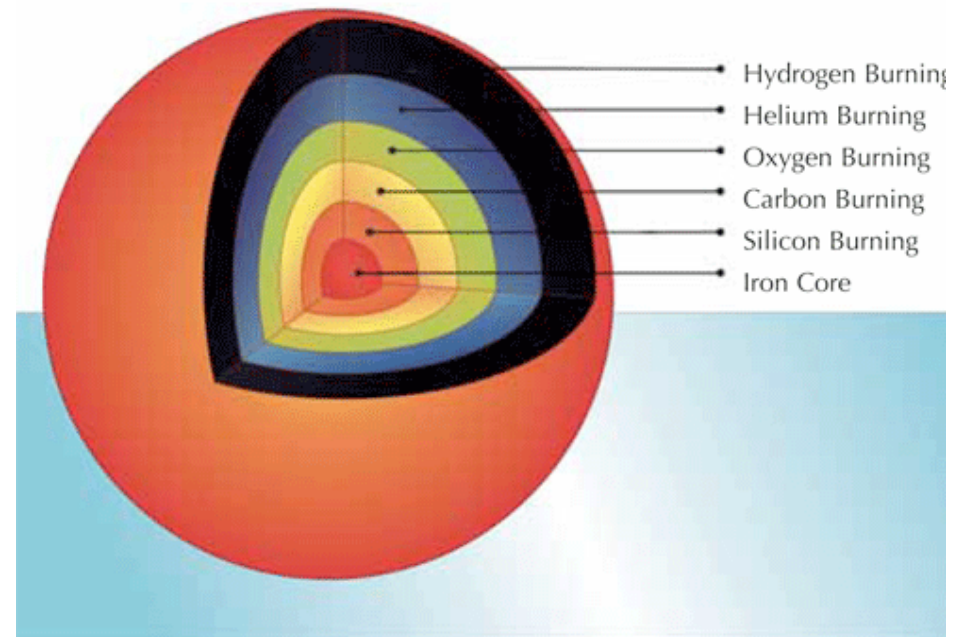
- Estrellas con $M < 0.4 M_{\text{sol}}$ no alcanzan las temperaturas para fusionar He.
- En estrellas con $M > 3 M_{\text{sol}}$ la fusión de He empieza antes de que el núcleo se puede degenerar.
- En estrella intermedias, la fusión empieza en gas degenerada liberando mucha energía en poco tiempo. La 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

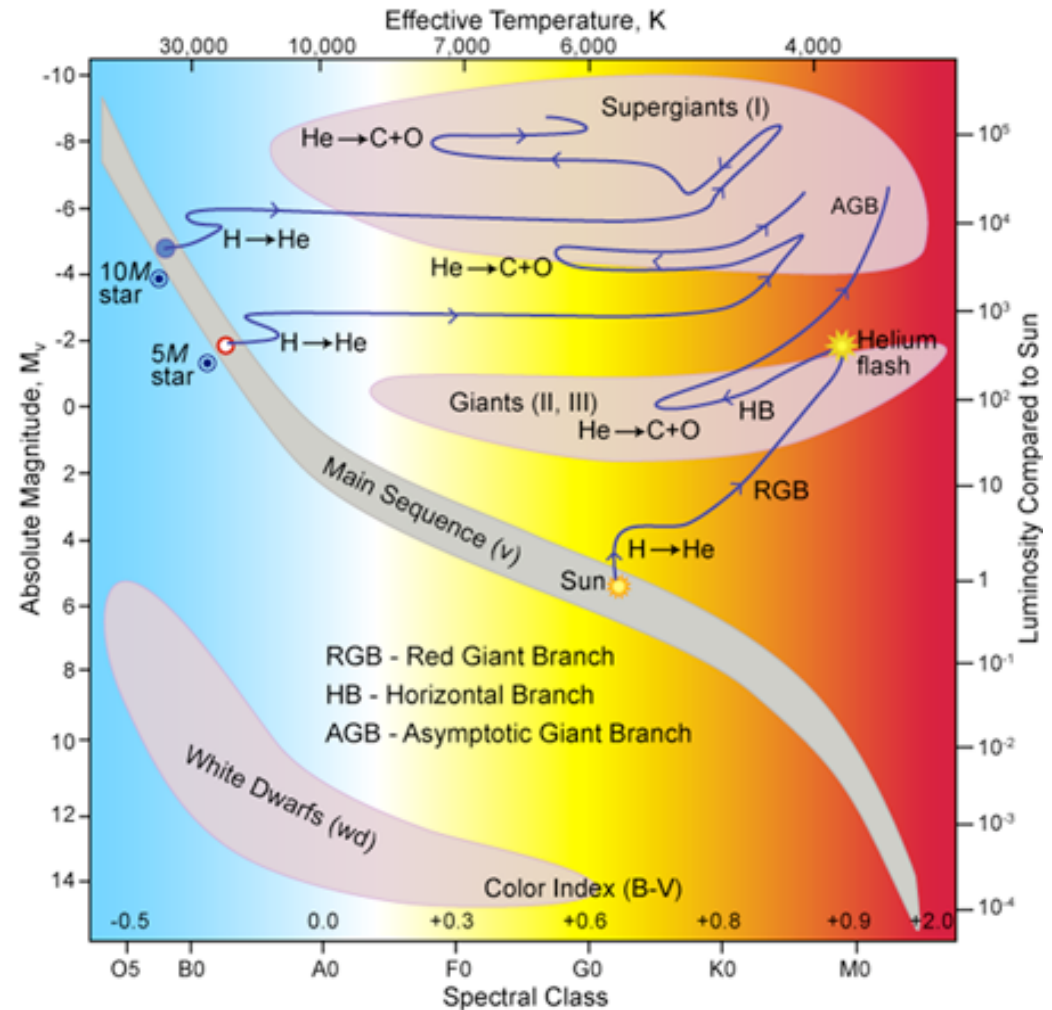
La evolución es **rápida**, depende de **muchos parámetros** (mezcla de material en el interior por convección, materia degenerada o no, pérdida de materia...) y es mucho tiempo **fuera de equilibrio**.

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

El problema era la complejidad y la corta duración de de las fases de la evolución después de la secuencia principal.

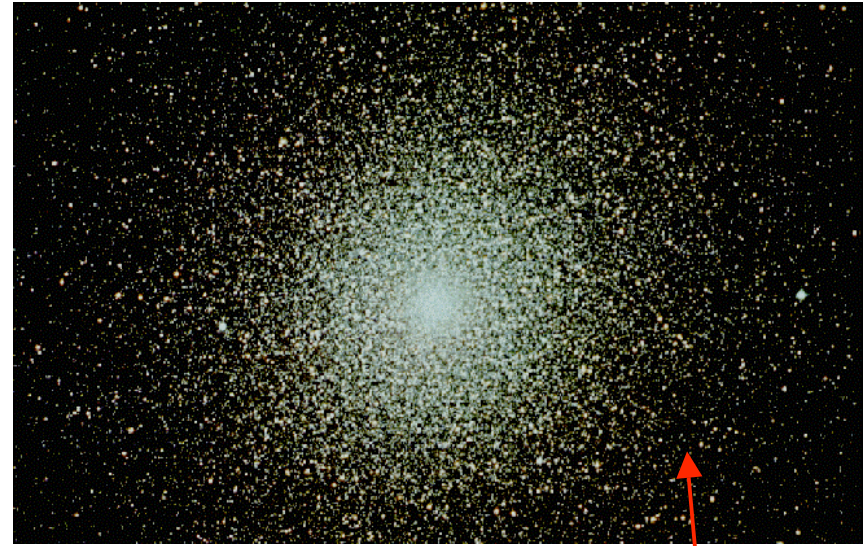
1952: Sandage y Schwarzschild simularon por primera vez la evolución de estrellas en un diagrama HR

¿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?)



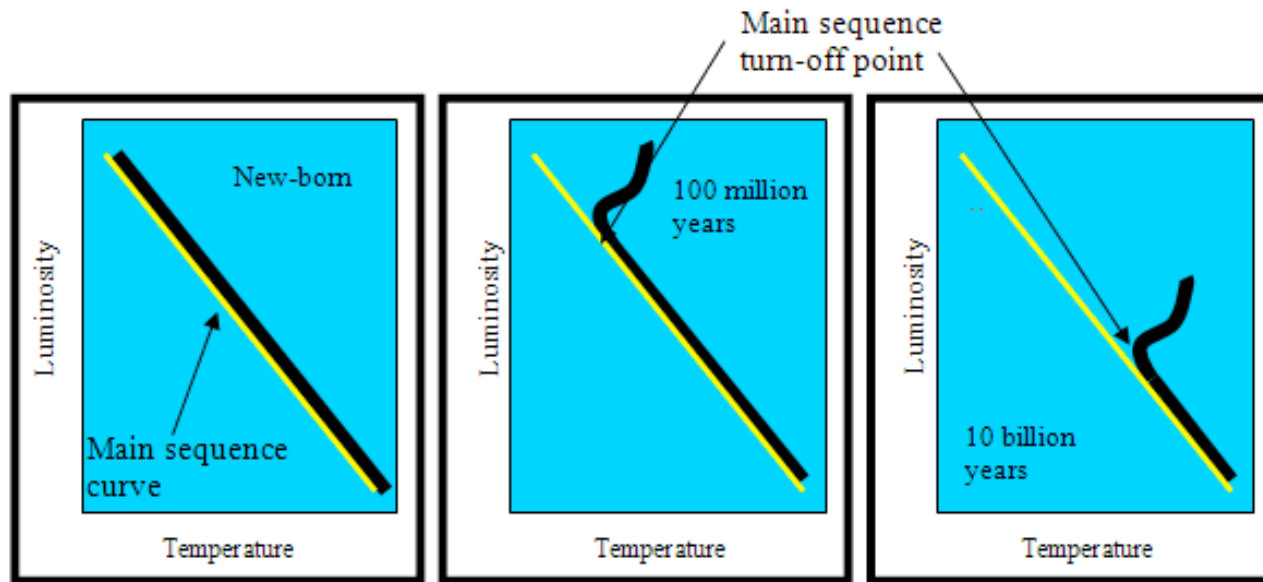


Diagrama Hertzsprung-Russell de cúmulos:

- 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

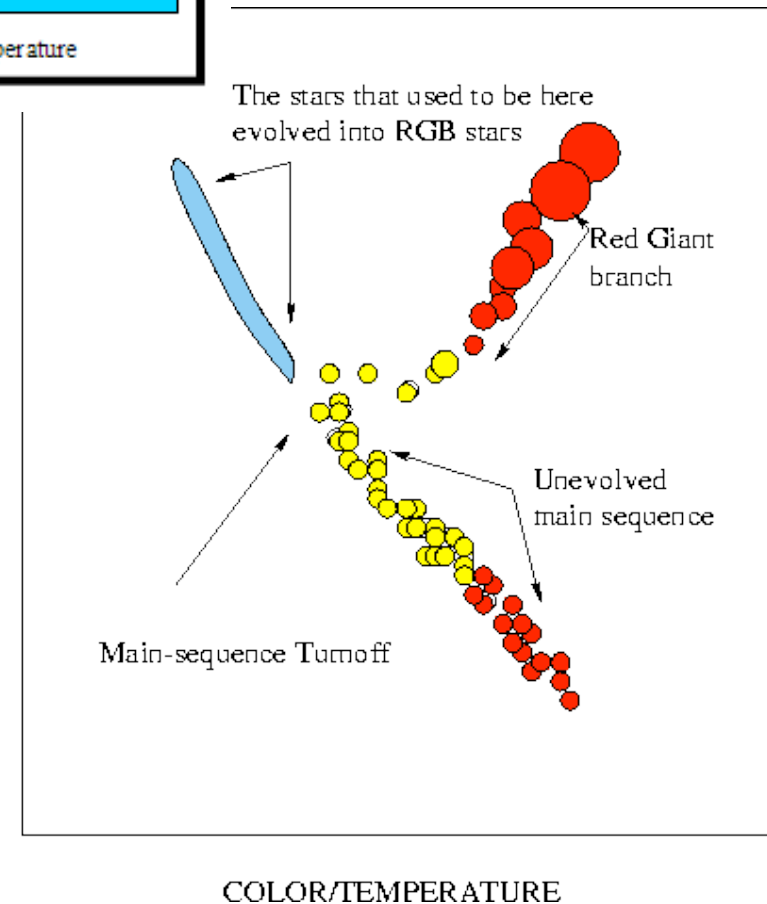
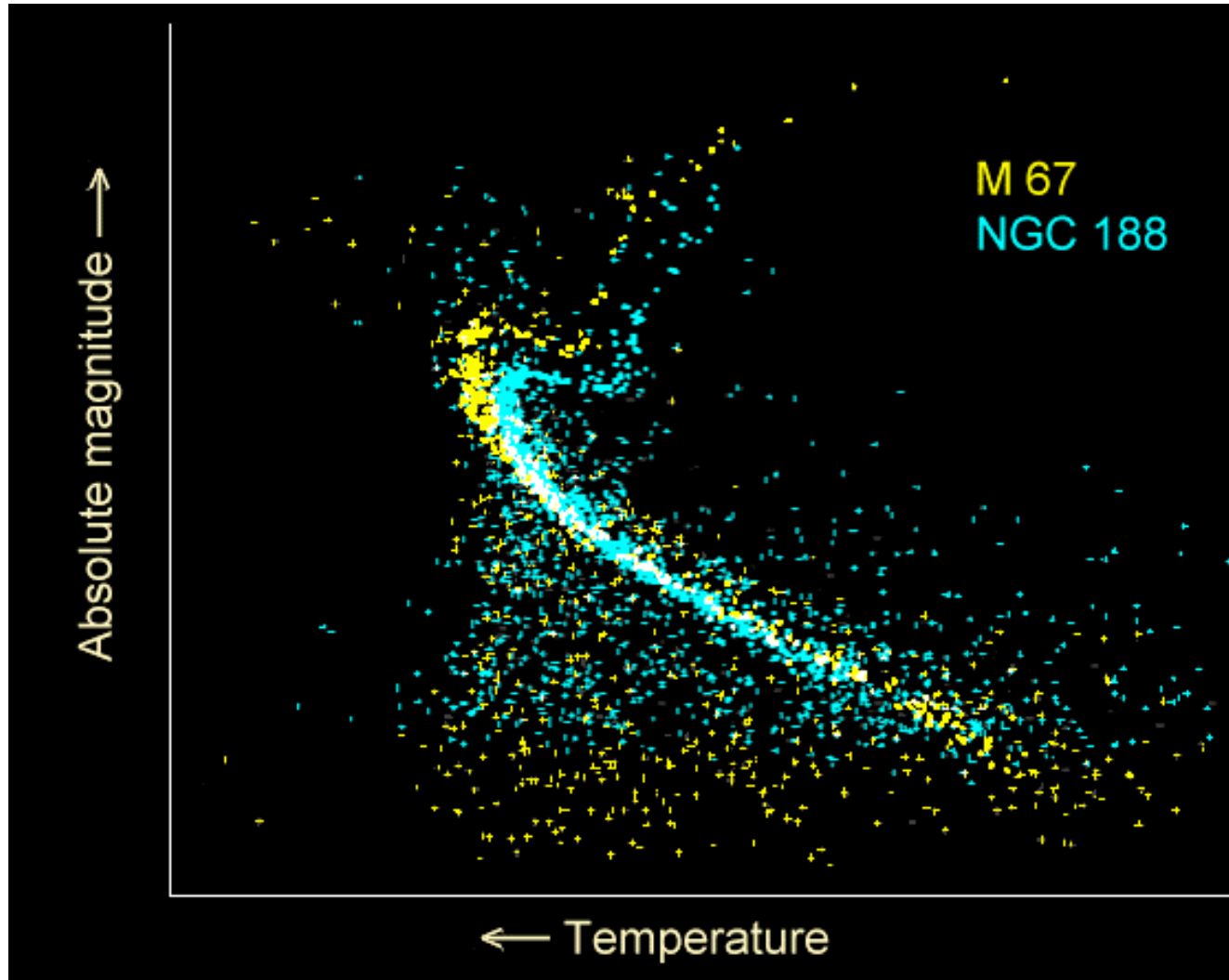


Diagrama HR de cúmulos



¿Qué cúmulo es más joven?

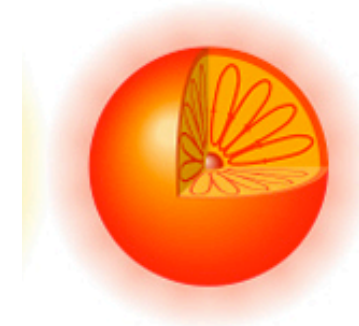
La vida de una estrella: Fase final y muerte

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!

very low mass star



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.

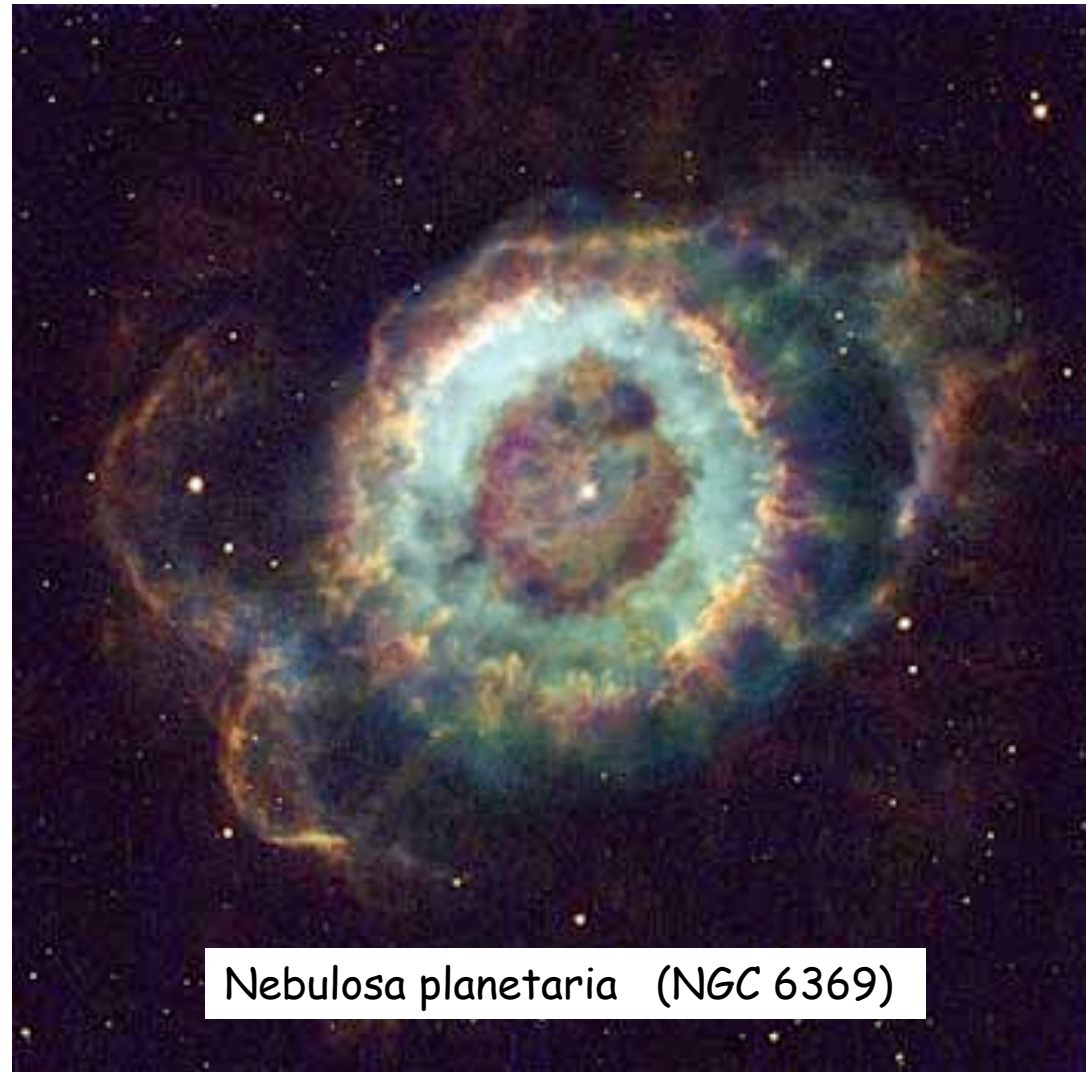
Pérdida de materia:

- 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



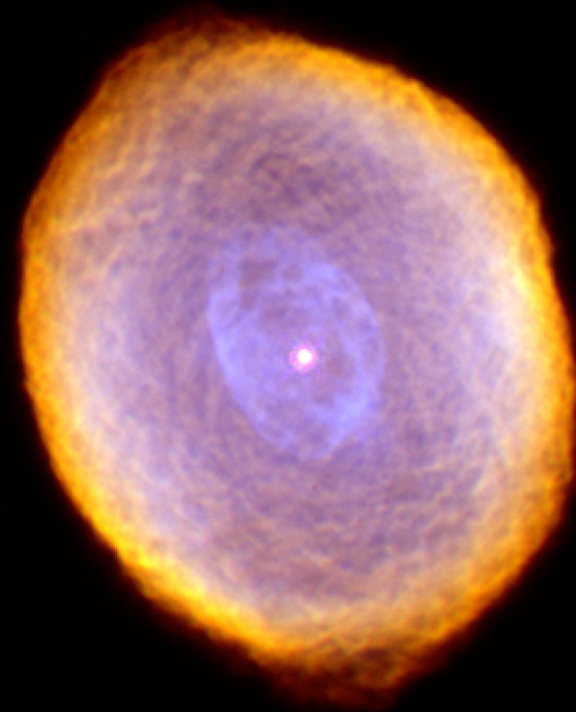
Nebulosa planetaria (NGC 6369)

Nebulosas planetarias

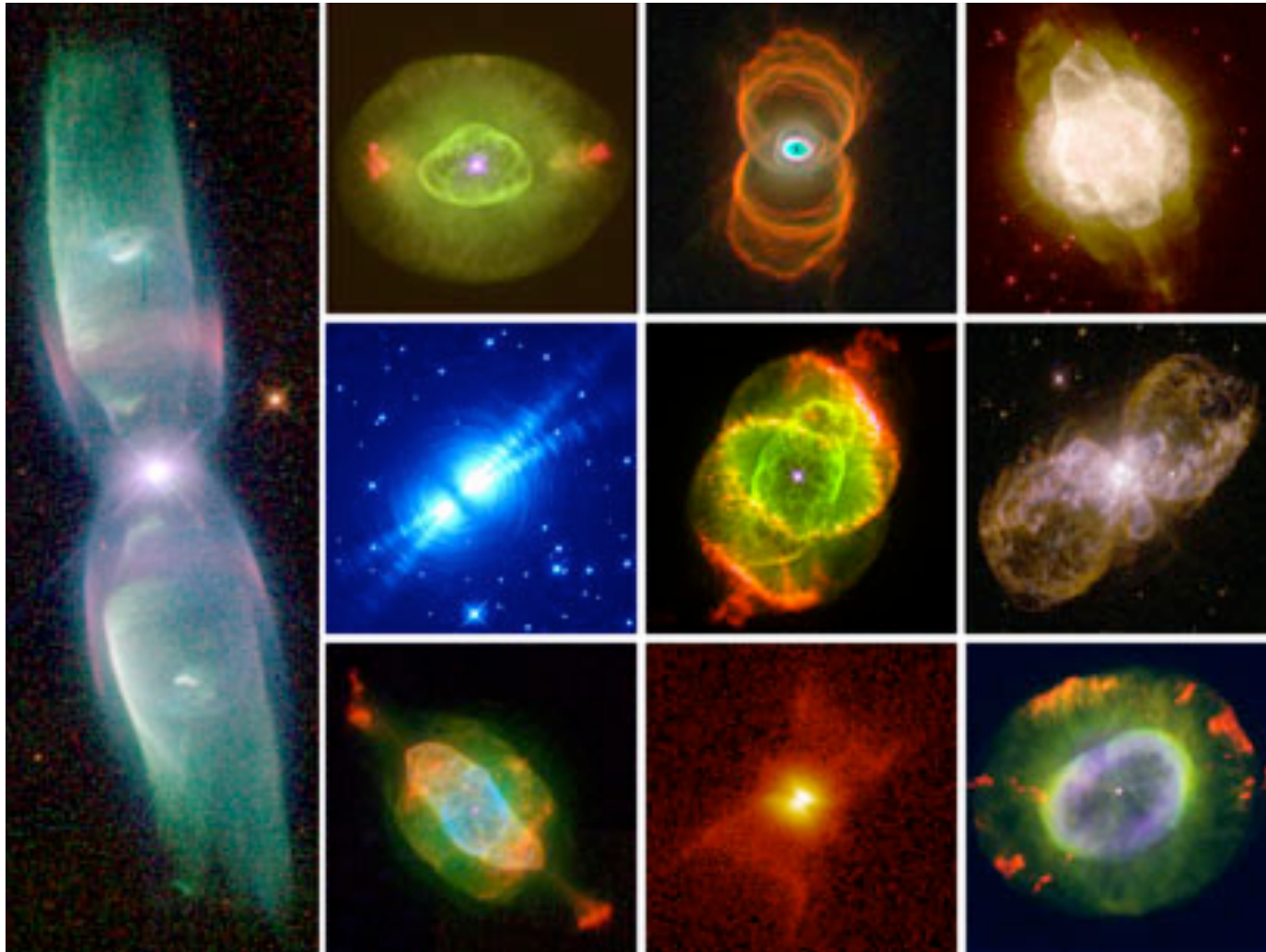
La observaciones no dicen:

- 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.

Planetary Nebula IC 418



Hubble
Heritage



- 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

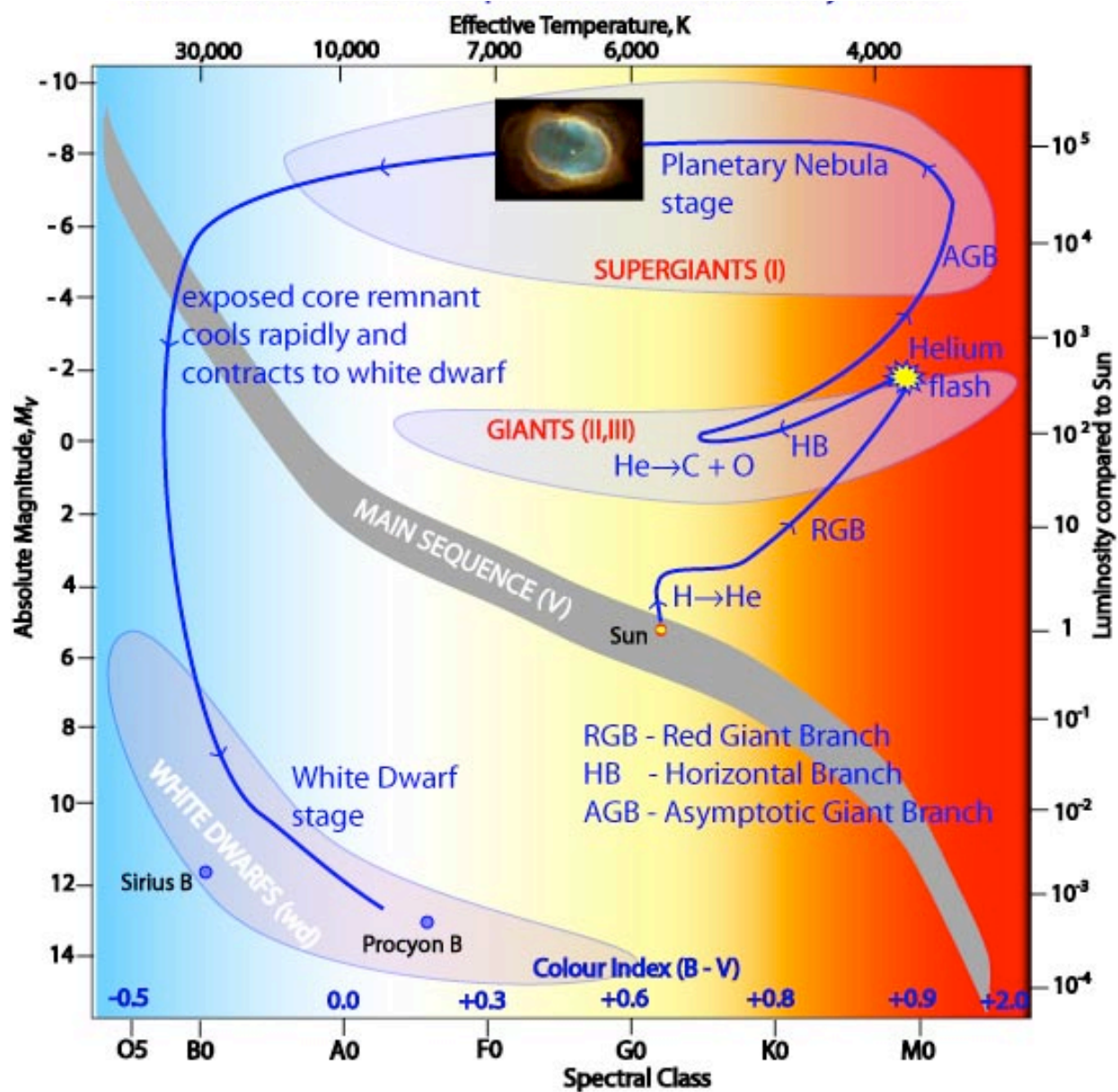
Enana blanca

- ¿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:

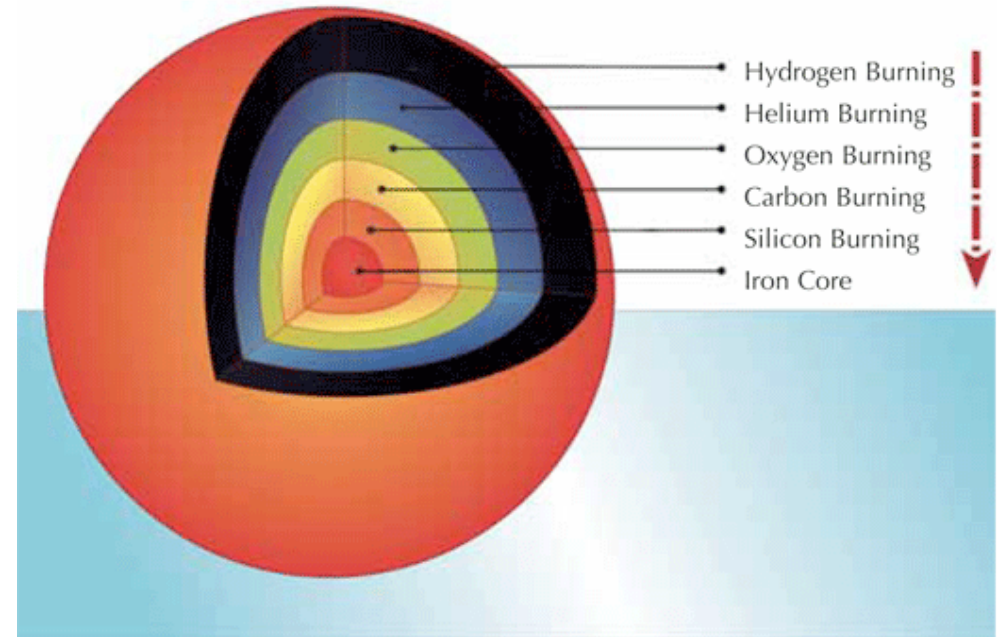
- Densidades altas de 100 000 a 1 millón la densidad de la Tierra.
- Si aumenta la masa (por ejemplo por que absorbe masa de una estrellas vecina), disminuye el radio!!!
- **Límite para la estabilidad** (= existencia) de una enana blanca es **la masa de Chandraseka (1.4 Msol)**. No puede existir una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

La vida de una estrella como el Sol



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 pesados 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:

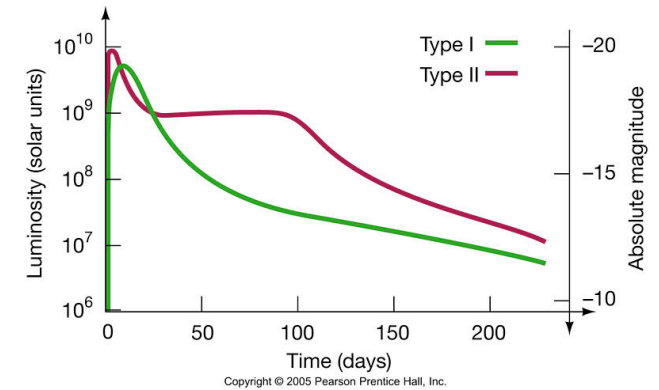
Gas expulsado por la supernova. Con tamaño y velocidad de expansión se puede calcular cuando explotó.

Emiten en muchas longitudes de onda



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

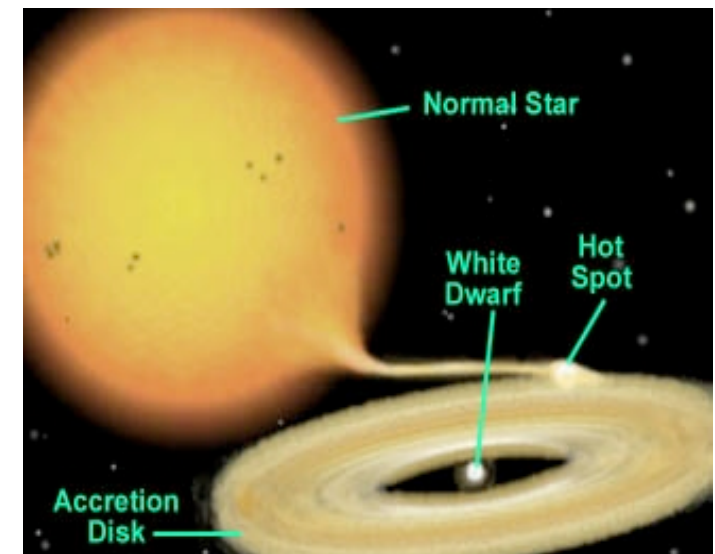
Supernova I y Supernova II



- 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.

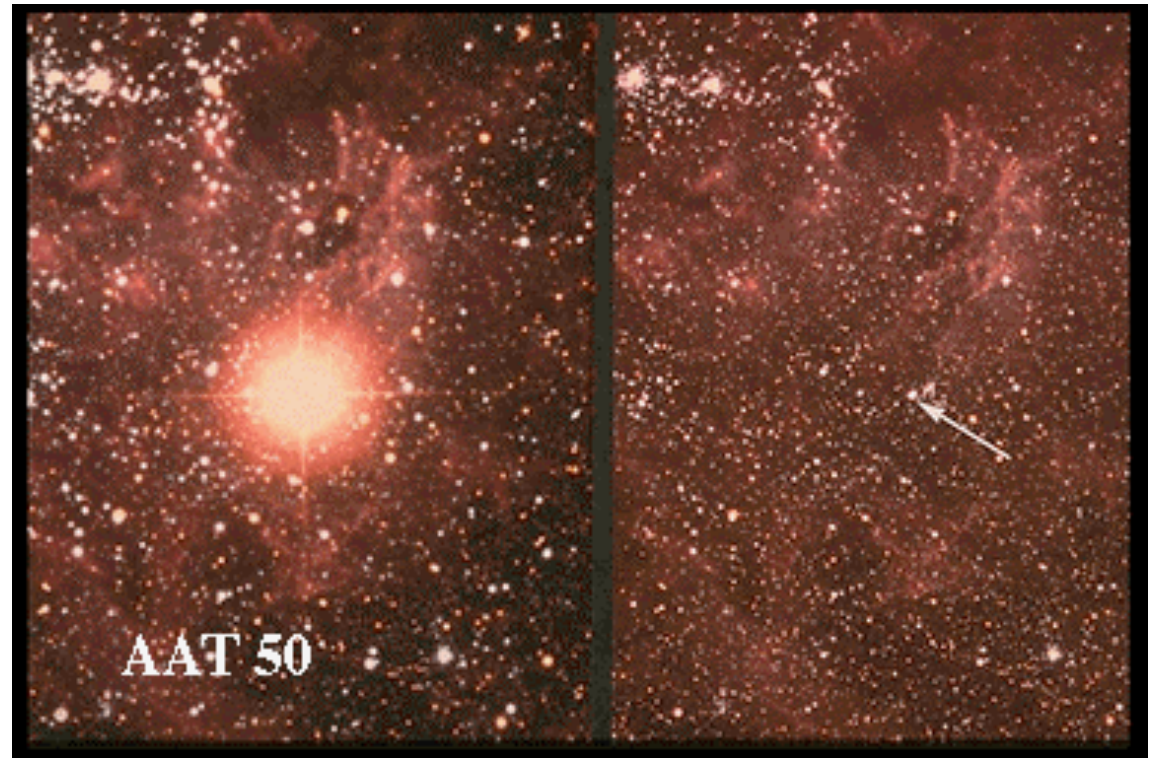
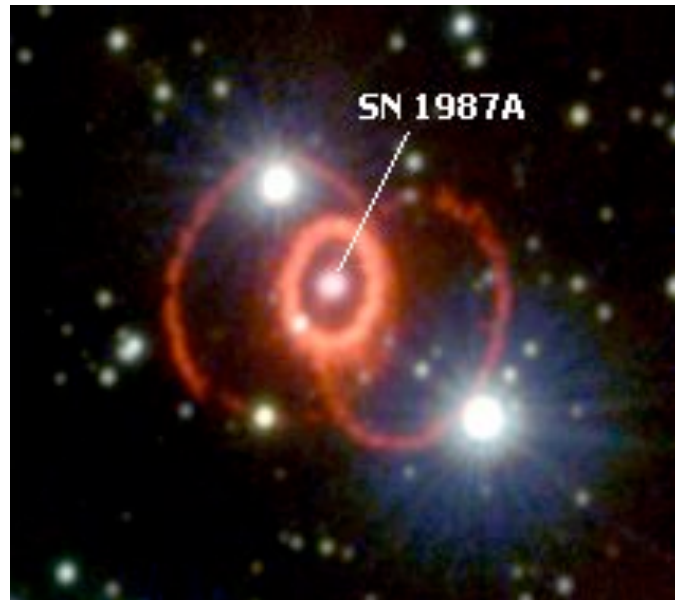
1) Supernova tipo II: explosión de estrella masiva

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

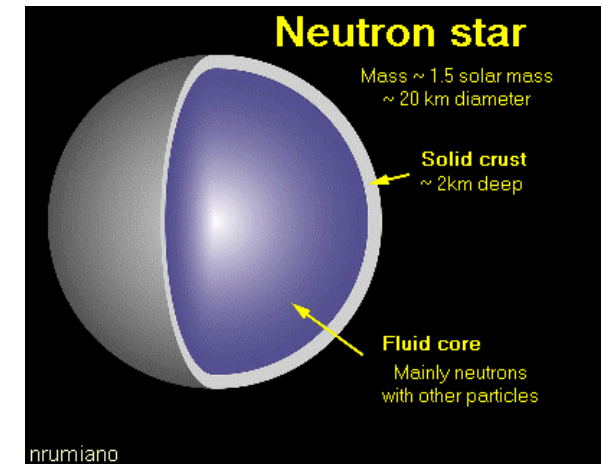
Imagen actual

Estrellas de neutrones

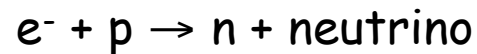
Mucho antes de descubrirlos había teorías que los predecían y evidencias para su existencia

- 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

Tamaño de un agujero negro

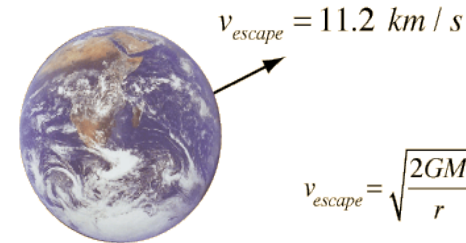
- En teoría, en el colapso va el **radio** $\rightarrow 0$: Se forma una "**singularidad**". Es difícil a imaginar.....y no se puede comprobar con observaciones
- Para observaciones lo importante es el o **horizonte de evento**: El radio dentro del que no puede salir ni la luz. Para un agujero negro 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.

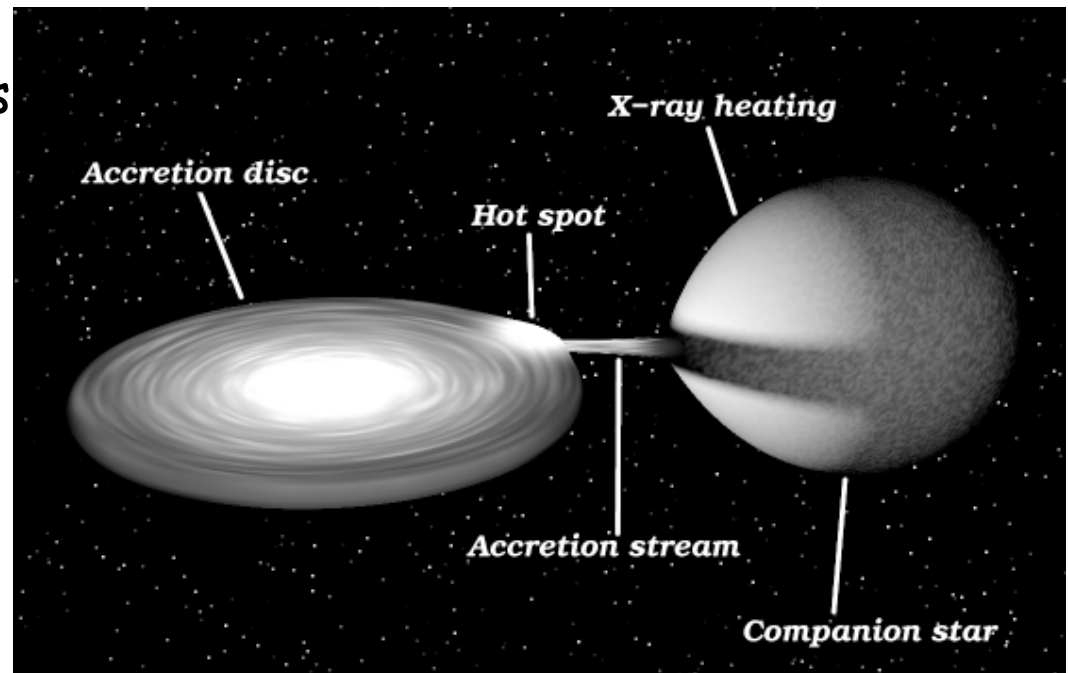
Black Hole ●

¿Cómo podemos observar los agujeros negros?

- 1967: Hewish & Bell descubren pulsares → ! estrellas de neutrones existen!

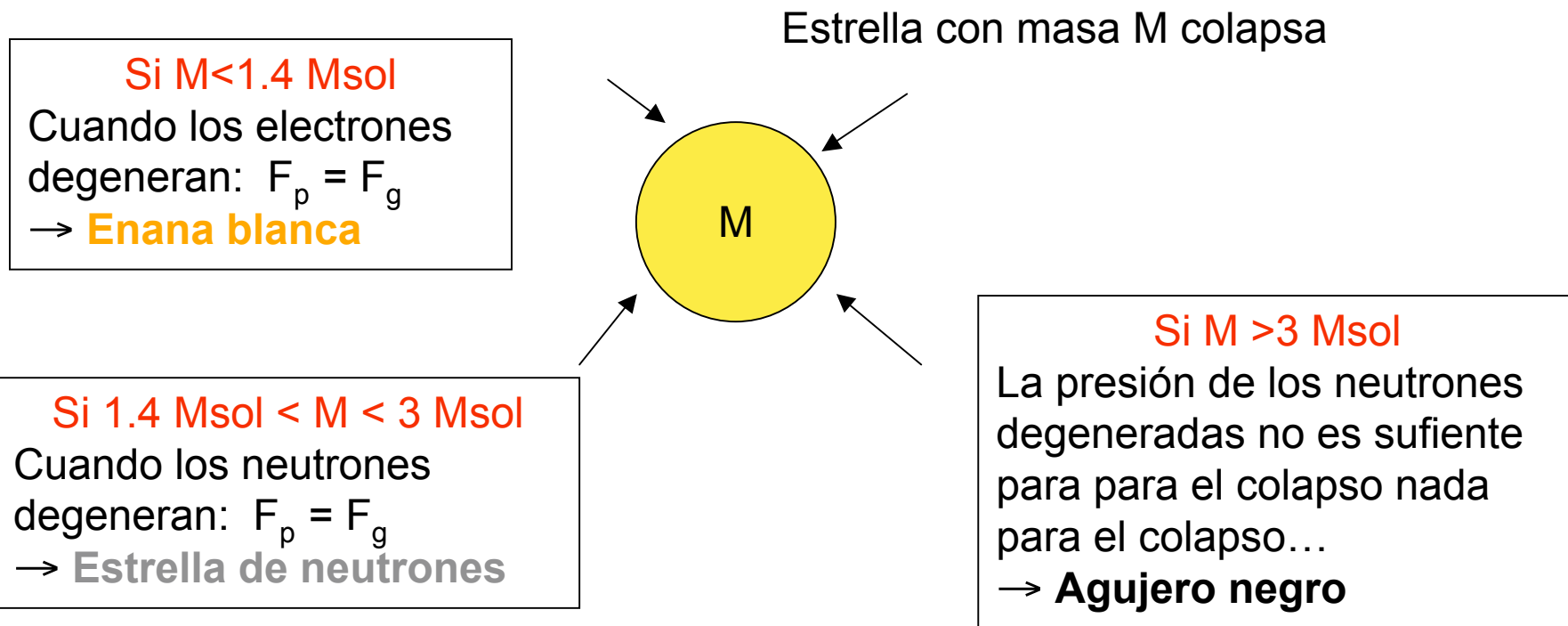
...y agujeros negros?

- 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

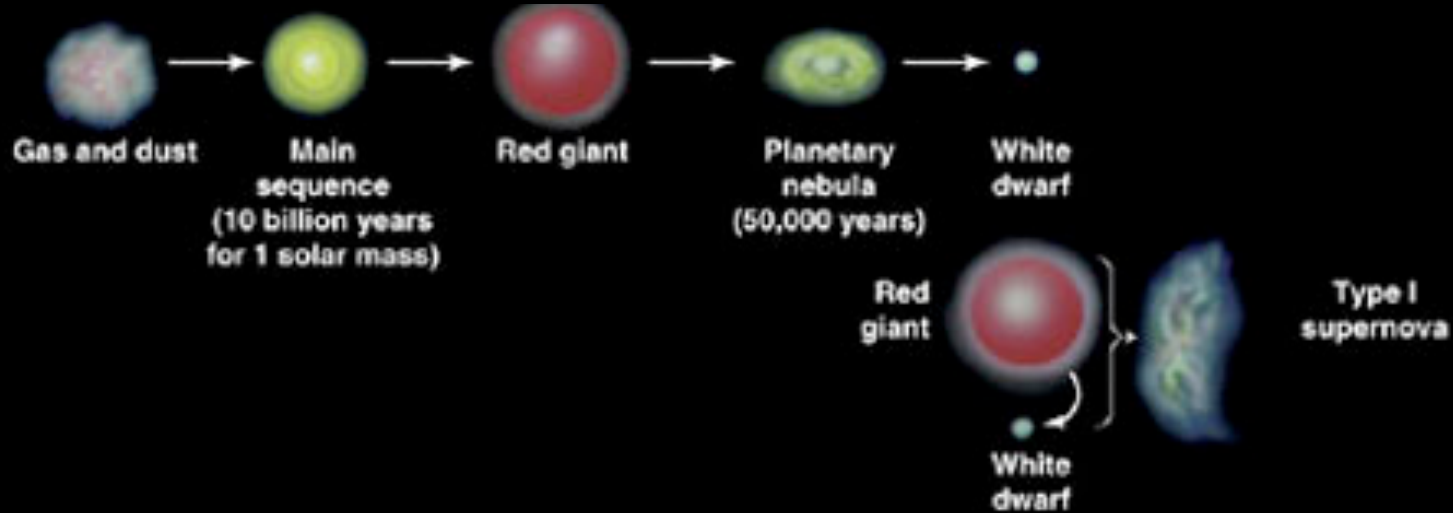


Agujeros negros

- Si la masa es superior a $3 M_{\text{sol}}$, la presión de los neutrones degeneradas es menor que la gravitación \rightarrow iel colapso continua!



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



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

