

CTE II

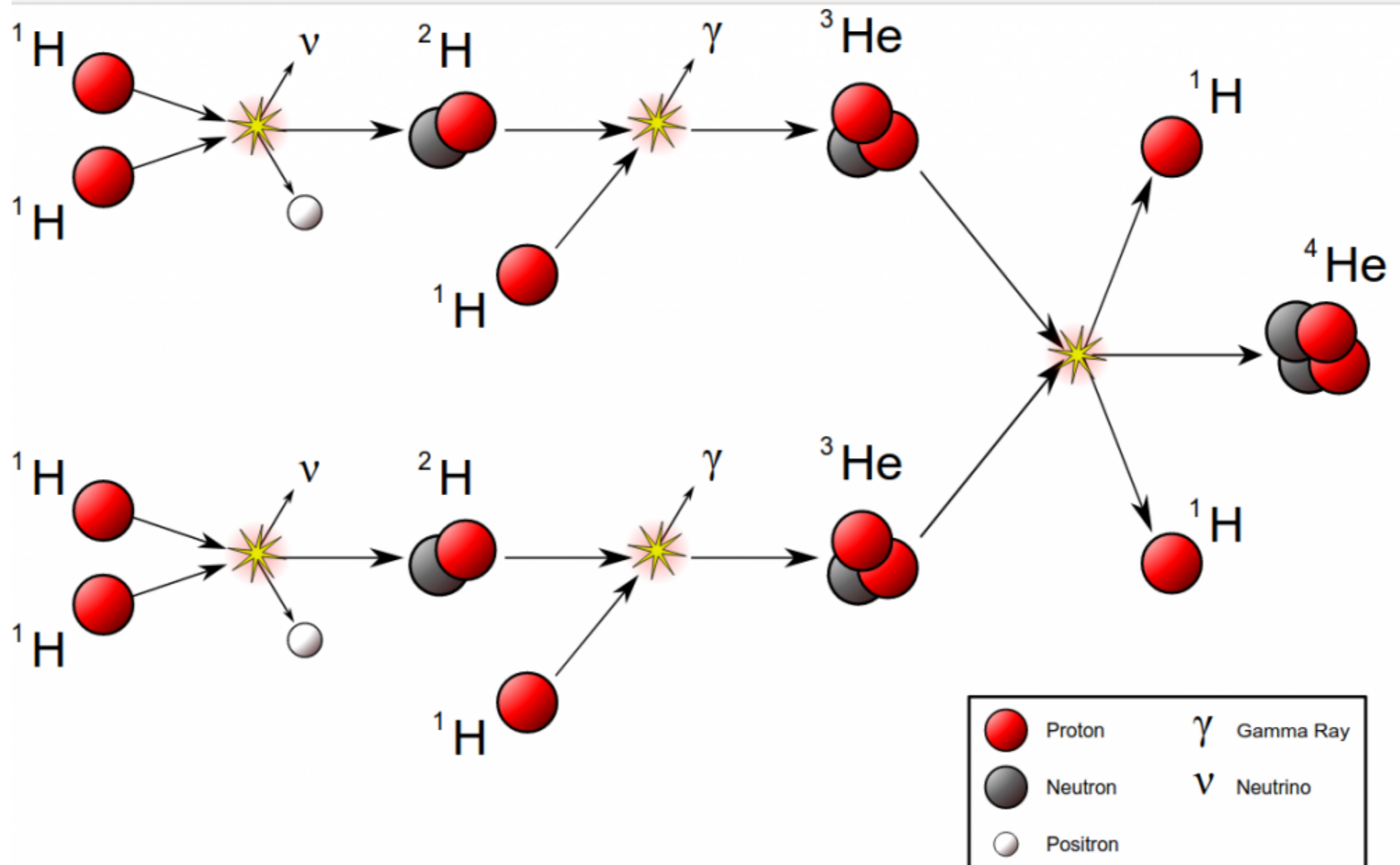
Evolución Estelar

Cecilia Mateu

Instituto de Física, Facultad de Ciencias
Universidad de la República

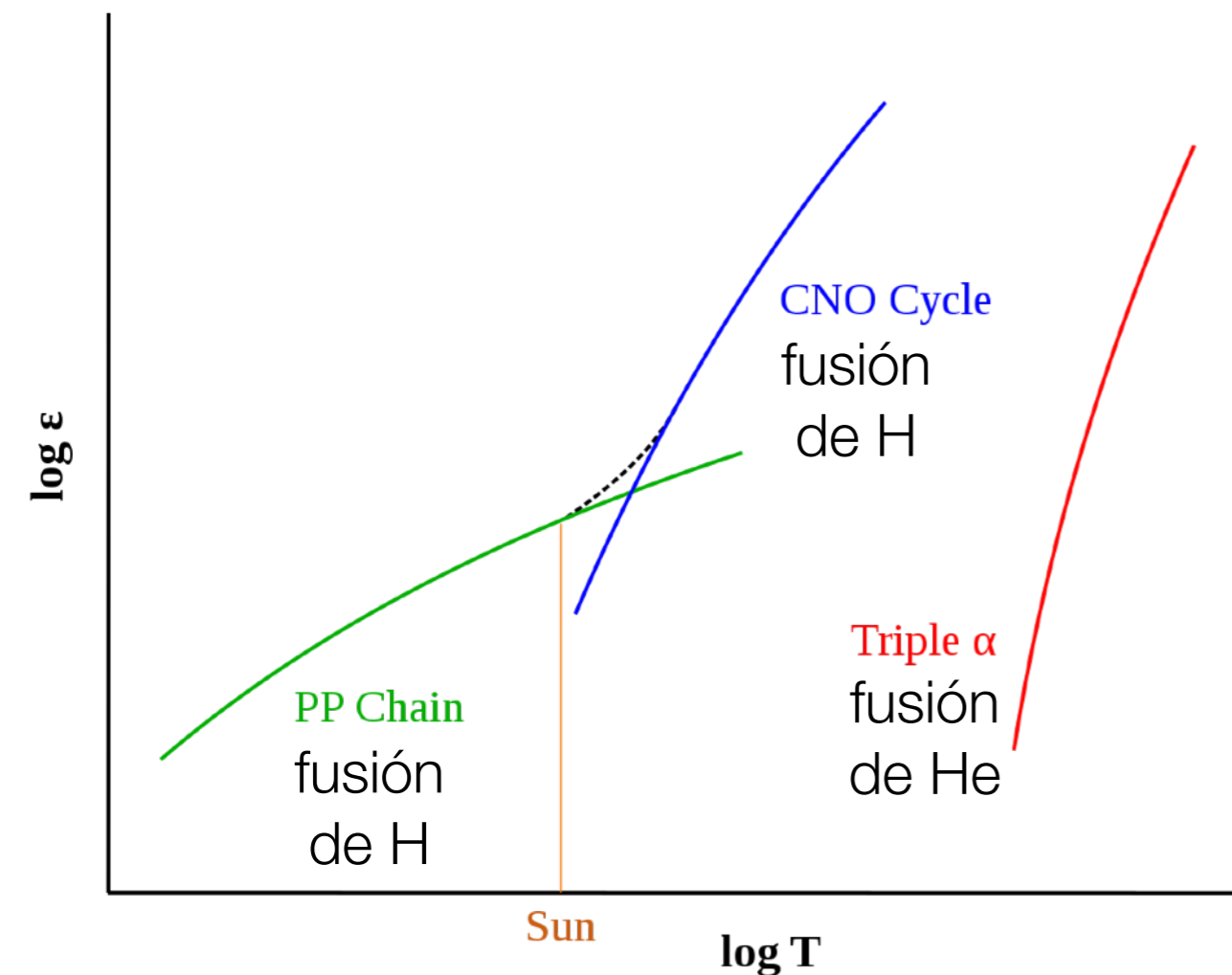
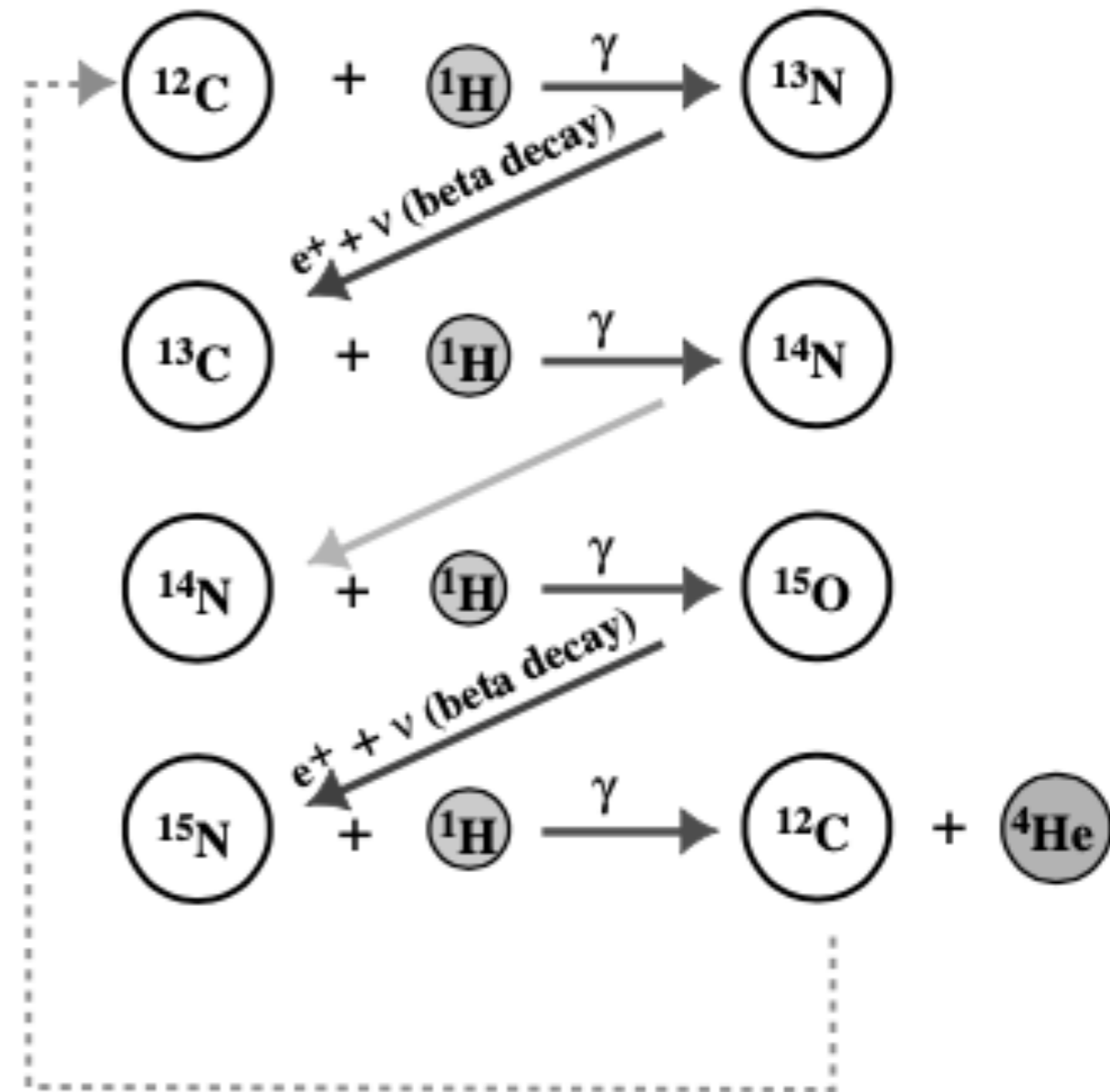
Fusión de H en He: Cadena p-p ó protón-protón

- 4 núcleos de H se combinan mediante una serie de reacciones para formar ${}^4\text{He}$ (estable)
- Éste es el mecanismo principal en estrellas como el Sol

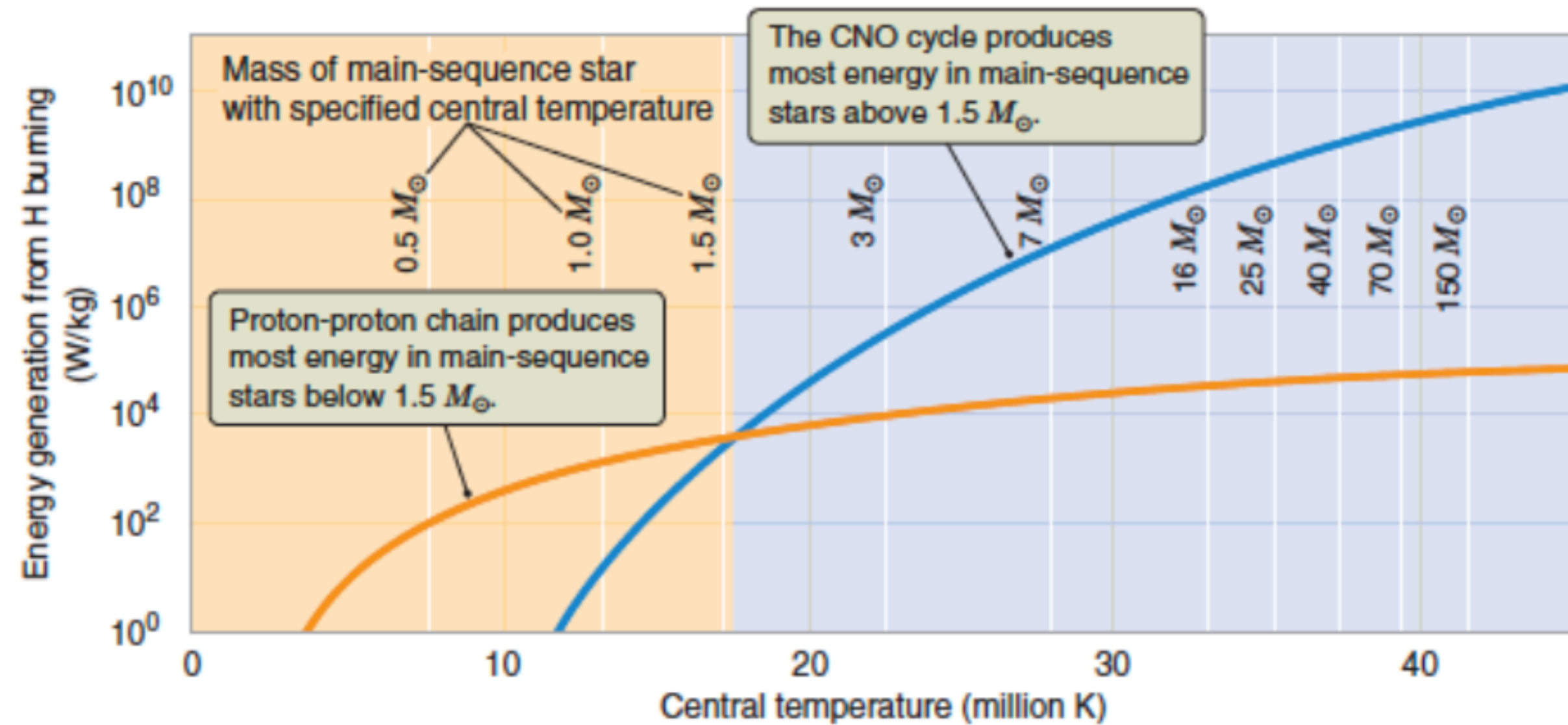


Fusión de H en He: Ciclo CNO

- C, N y O actúan como catalizadores en la fusión de H en He
- Este ciclo es prevalente en estrellas masivas/calientes



Fusión de H en He



Otras fuentes de energía

- **La fusión de H en He es la fuente de energía de las estrellas en la Secuencia Principal, la etapa más duradera de la vida de una estrella**
- Eventualmente se agota el H en el núcleo, deteniéndose la fusión. Cuando esto ocurre la estrella comienza evolucionar.
- La estructura cambia hasta que se alcanzan condiciones para la quema (fusión) de otros elementos (usualmente acompañado de quema de H en zonas reducidas)
 - — —> la estrella evoluciona

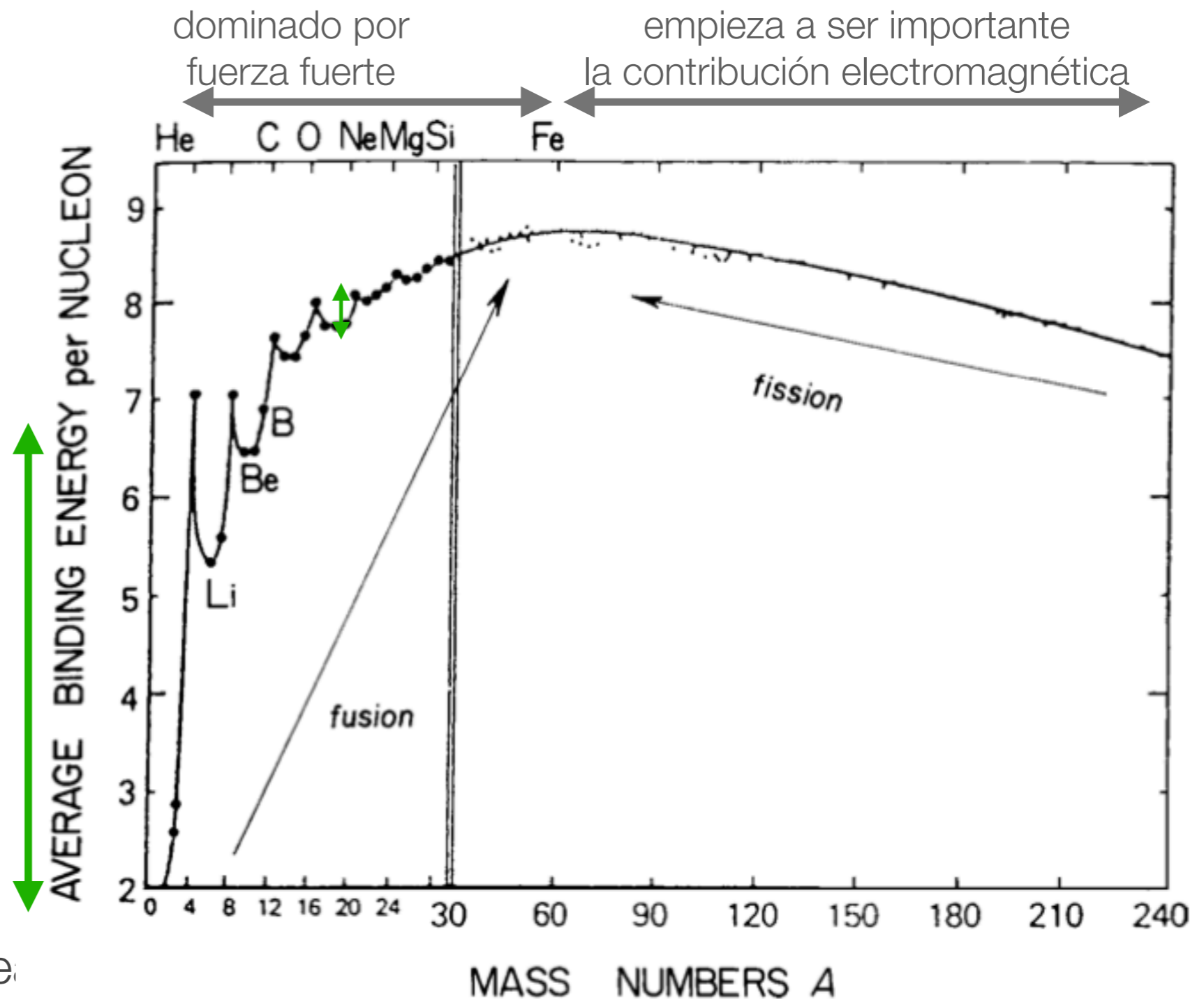
Otras fuentes de energía: Quema de elementos pesados

- Energía de ligadura = energía requerida para disociar o romper el núcleo

Diferencia de Energía de Ligadura

≈

Energía liberada por la fusión



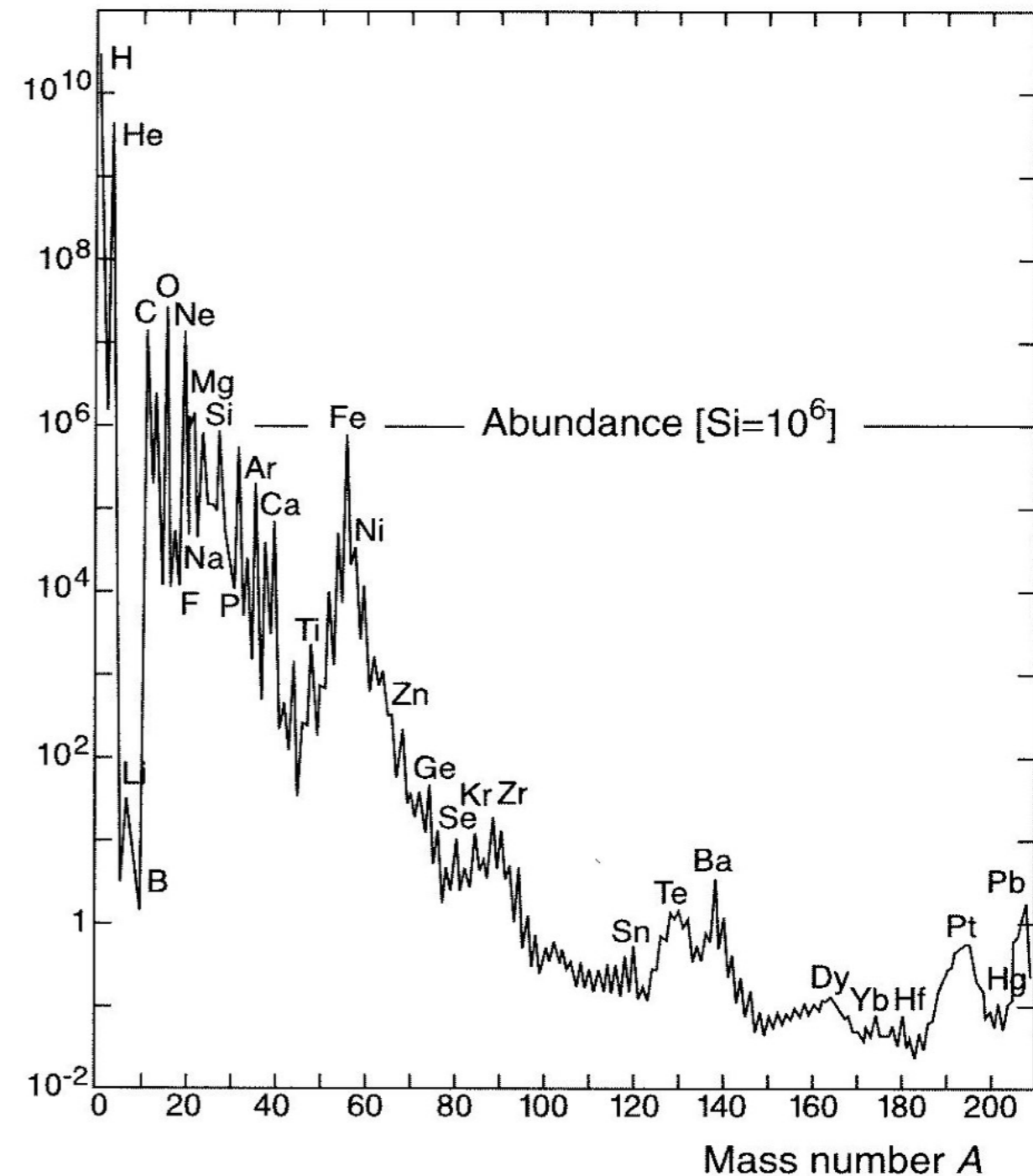
- Otros procesos de fusión:

- Fusión o quema de He (re:)
- Fusión de C,N,O, Si → hasta Fe
- No hay fusión de elementos más pesado que el Fe.

Otras fuentes de energía: Quema de elementos pesados

- La fusión de elementos más pesados que H requiere T y densidad cada vez mayores más difíciles de alcanzar

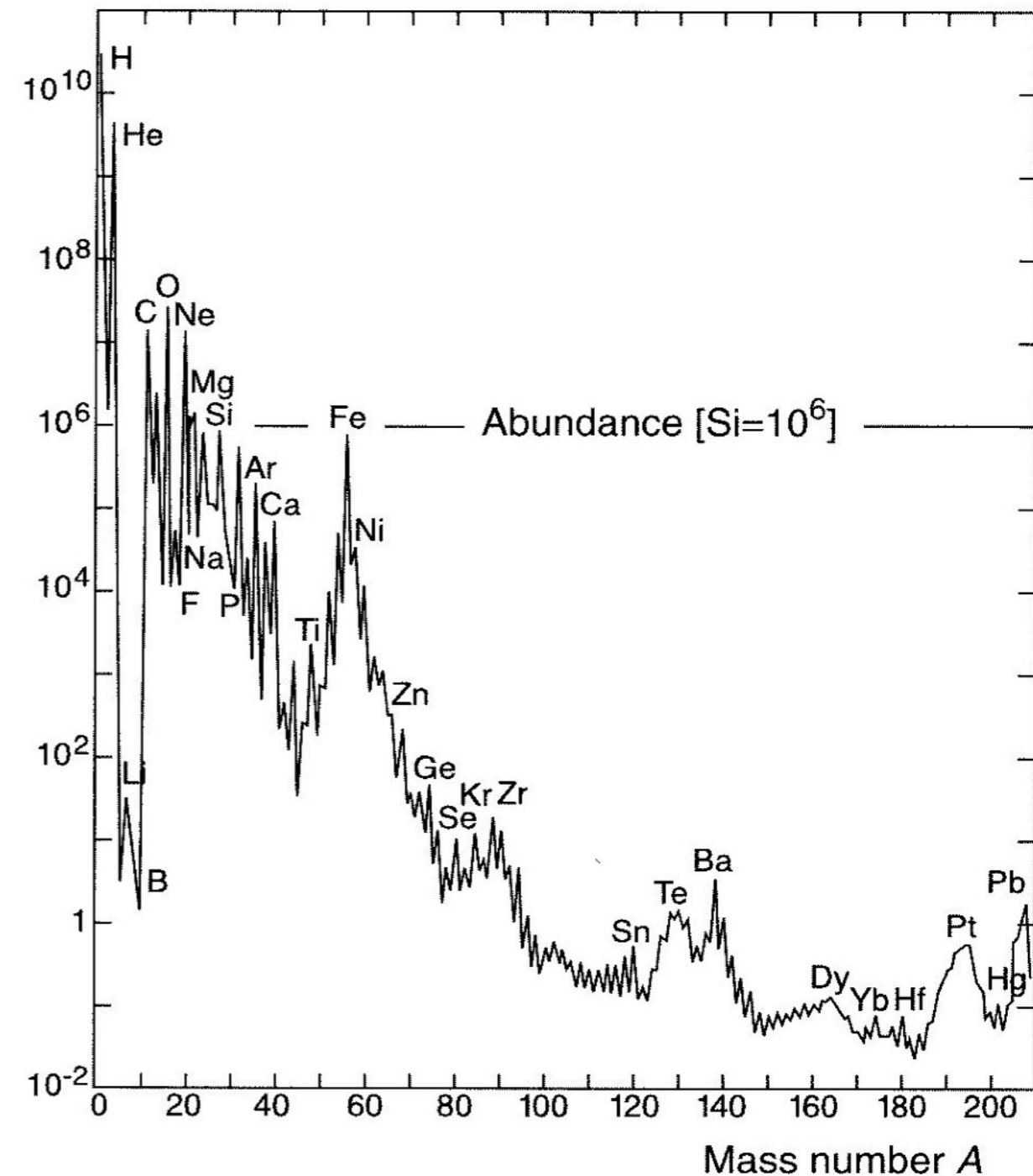
Abundancias Químicas



Otras fuentes de energía: Quema de elementos pesados

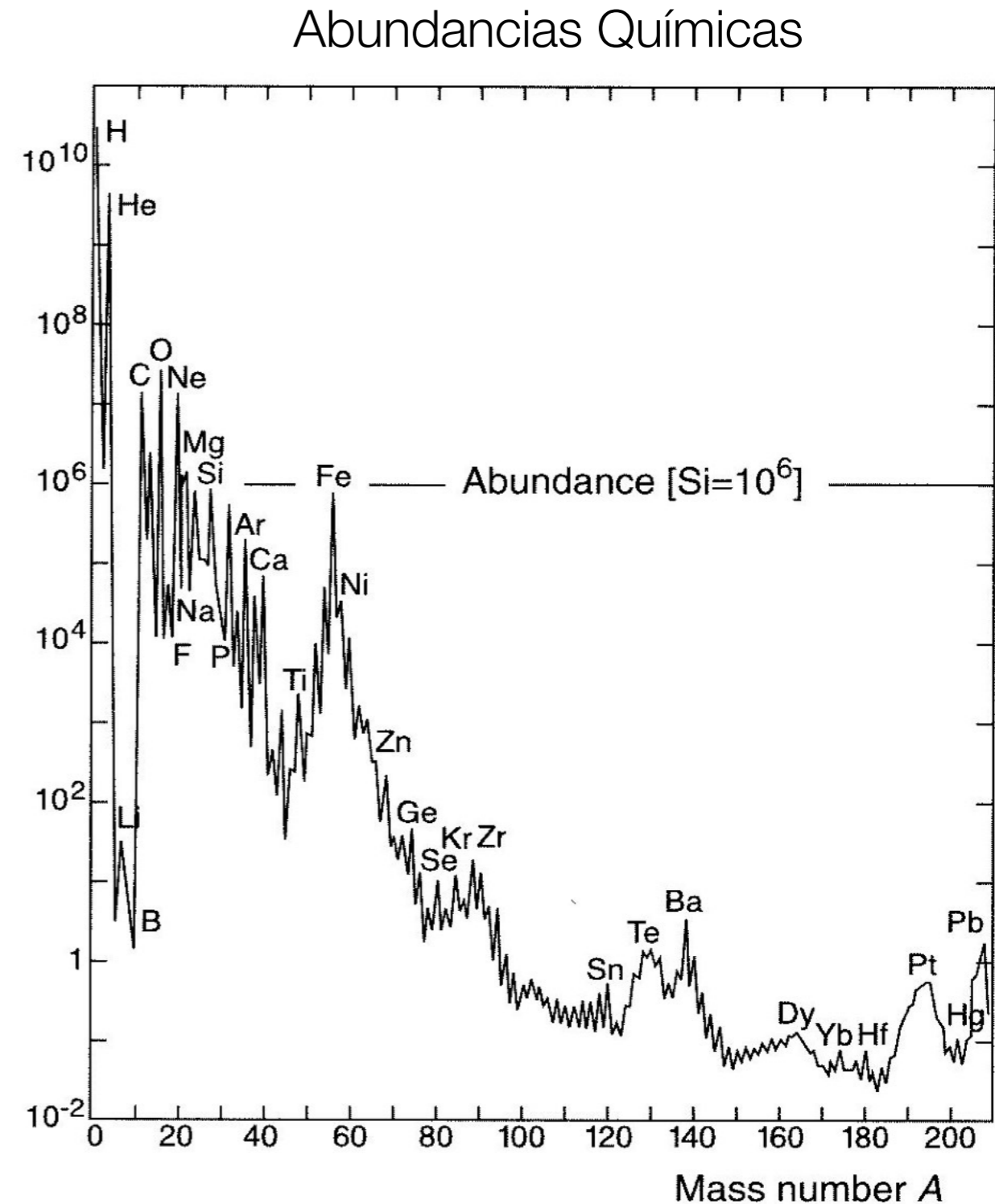
- La fusión de elementos más pesados que H requiere T y densidad cada vez mayores más difíciles de alcanzar
- La fusión que más energía libera es la de H \rightarrow He (mayor diferencia de Energía de ligadura)

Abundancias Químicas



Otras fuentes de energía: Quema de elementos pesados

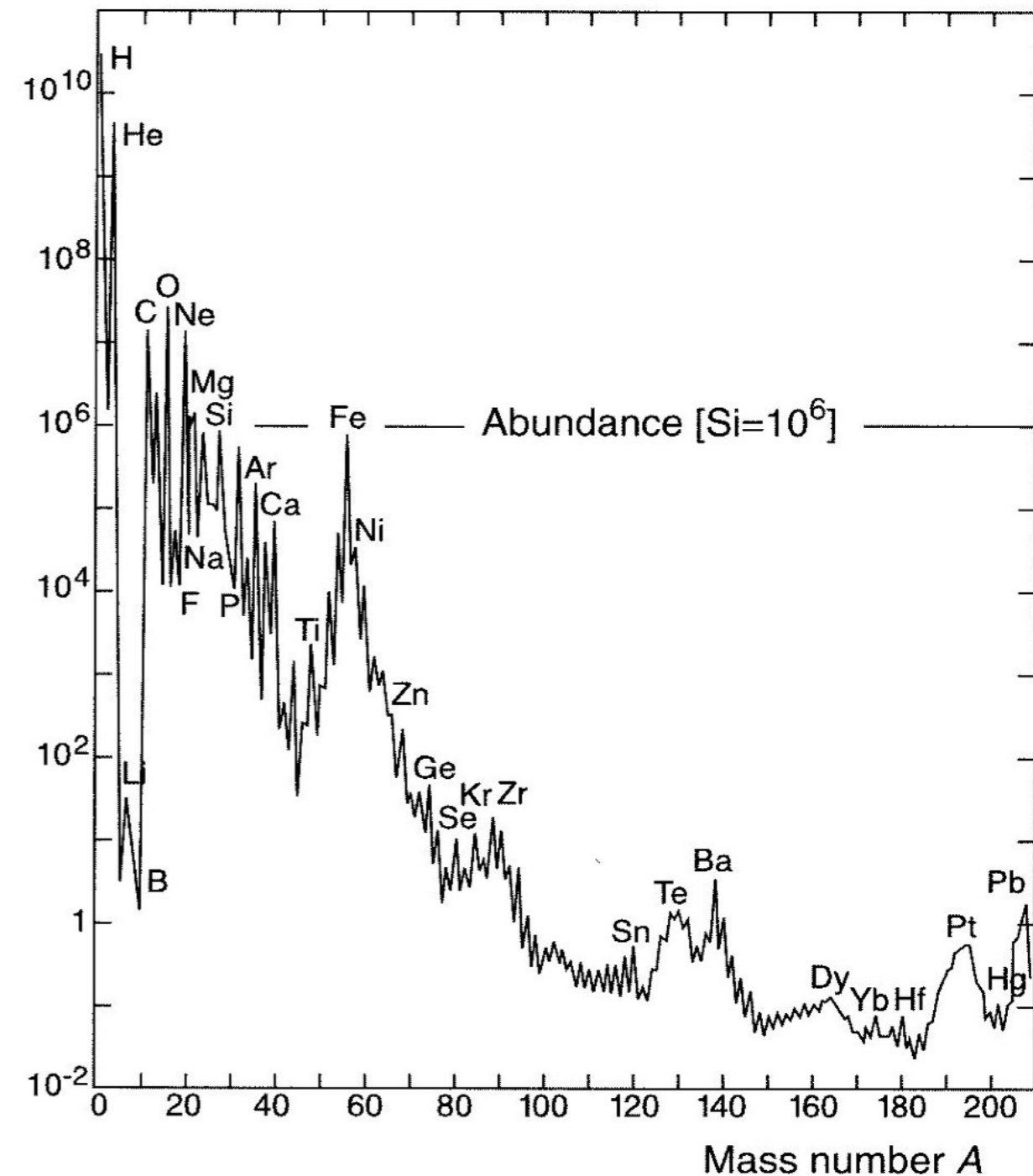
- La fusión de elementos más pesados que H requiere T y densidad cada vez mayores más difíciles de alcanzar
- La fusión que más energía libera es la de H \rightarrow He (mayor diferencia de Energía de ligadura)
- Además, el elemento más abundante es el H:



Otras fuentes de energía: Quema de elementos pesados

- La fusión de elementos más pesados que H requiere T y densidad cada vez mayores más difíciles de alcanzar
- La fusión que más energía libera es la de H \rightarrow He (mayor diferencia de Energía de ligadura)
- Además, el elemento más abundante es el H:
 - Típicamente **70% H**, **22-25% He**, <5% "metales" = el resto

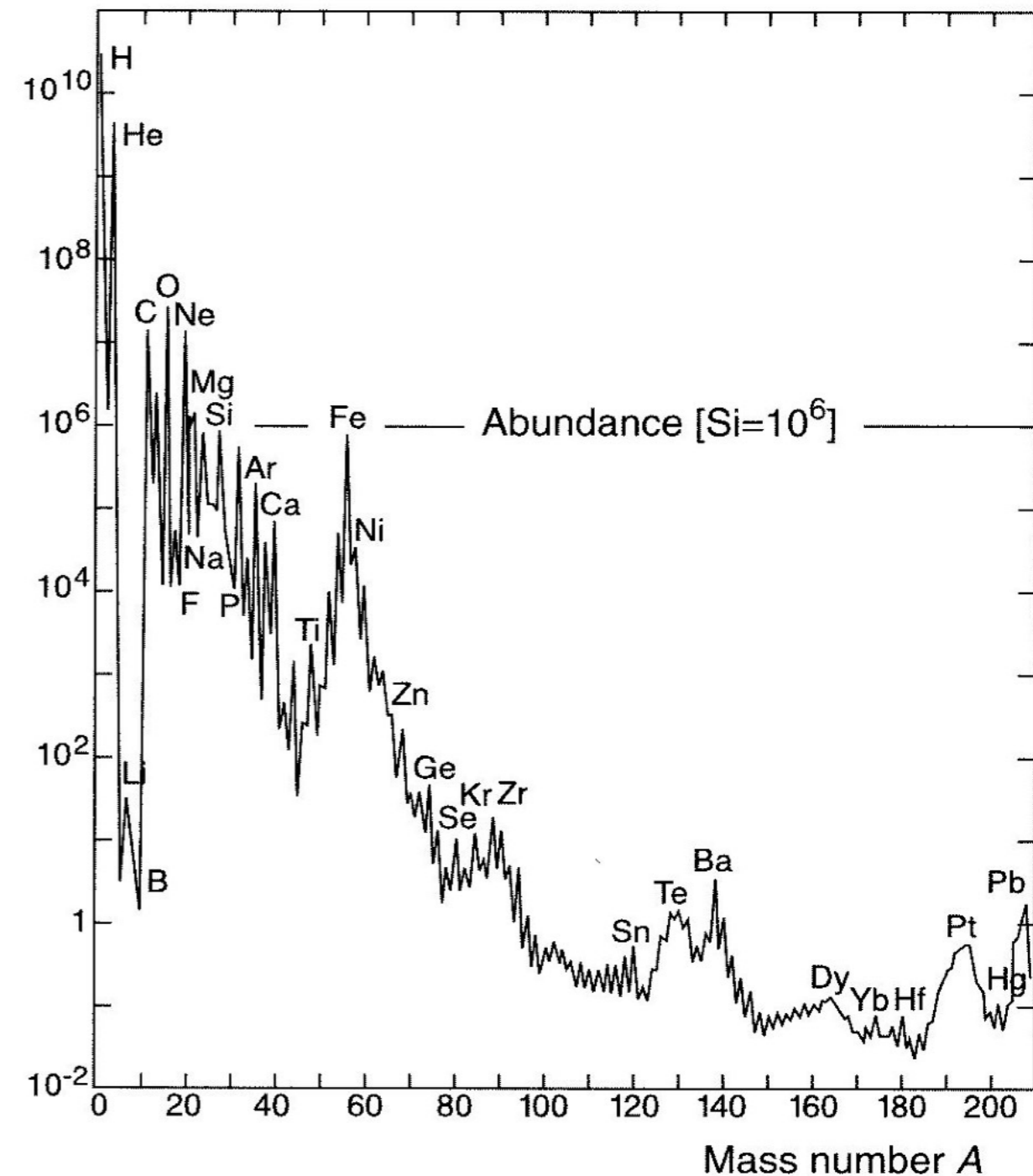
Abundancias Químicas



Otras fuentes de energía: Quema de elementos pesados

- La fusión de elementos más pesados que H requiere T y densidad cada vez mayores más difíciles de alcanzar
- La fusión que más energía libera es la de H \rightarrow He (mayor diferencia de Energía de ligadura)
- Además, el elemento más abundante es el H:
 - Típicamente **70% H**, **22-25% He**, <5% "metales" = el resto
 - Def: en astronomía (mal) llamamos *metales* a los elementos más pesados que el He

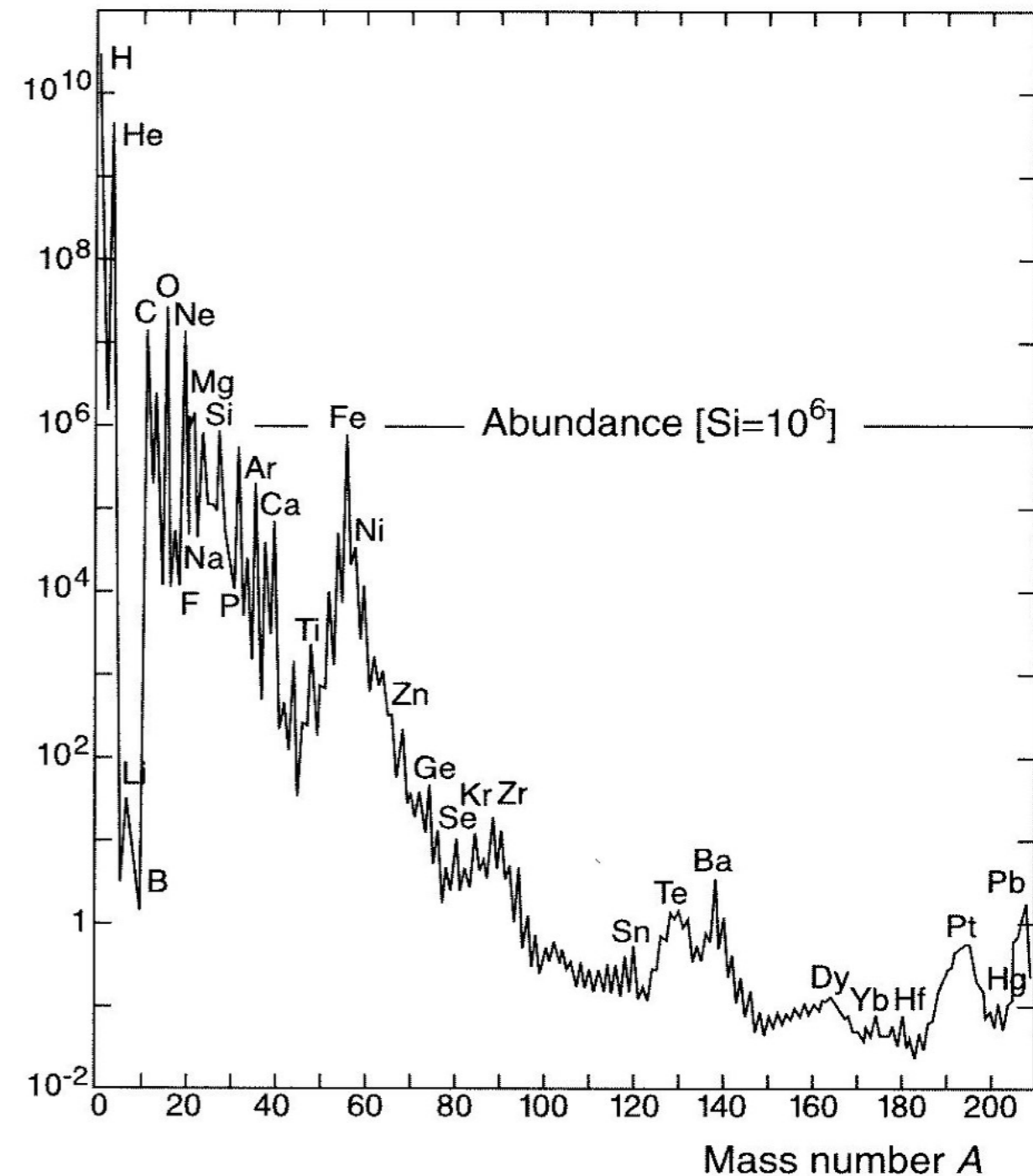
Abundancias Químicas



Otras fuentes de energía: Quema de elementos pesados

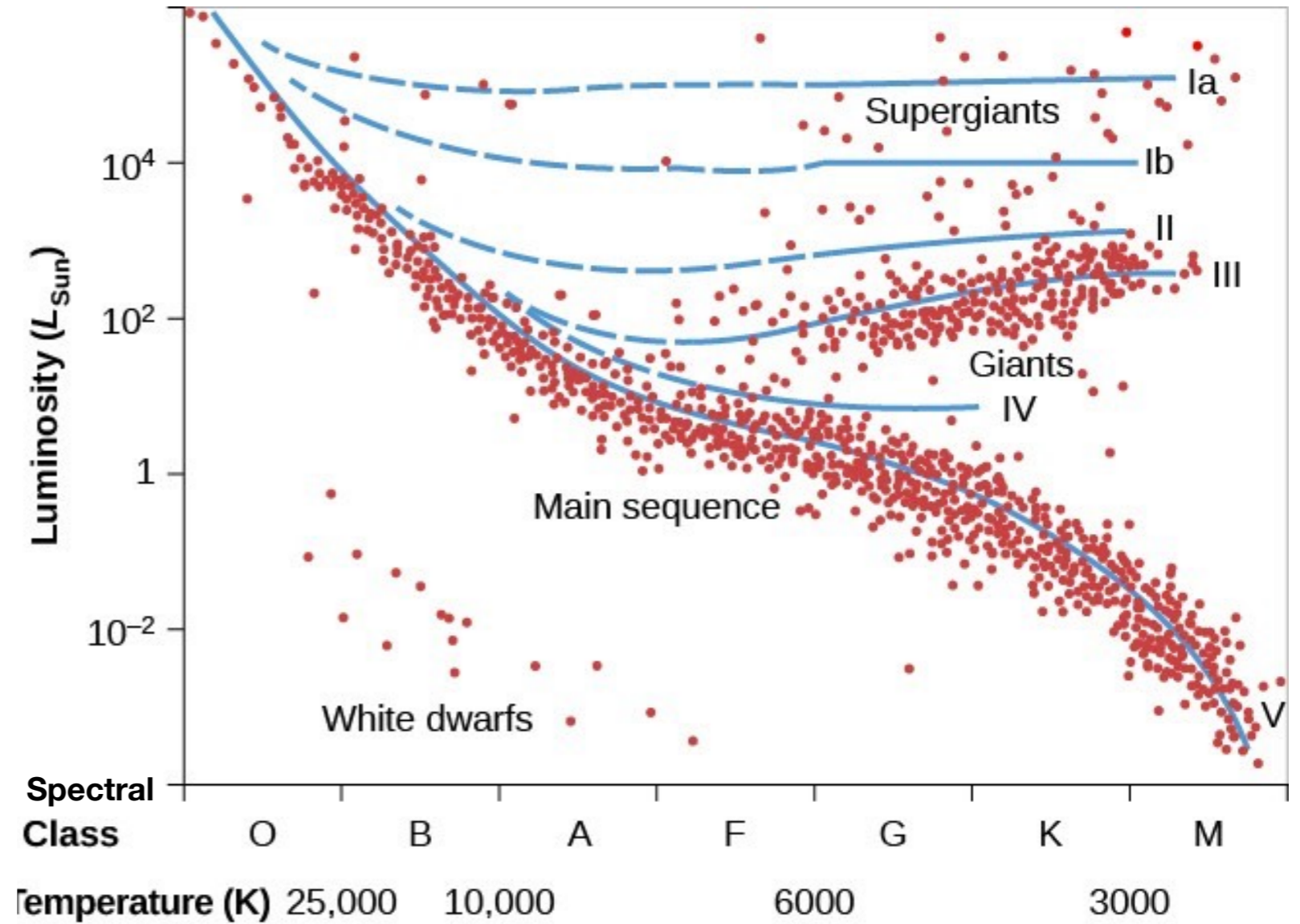
- La fusión de elementos más pesados que H requiere T y densidad cada vez mayores más difíciles de alcanzar
- La fusión que más energía libera es la de H \rightarrow He (mayor diferencia de Energía de ligadura)
- Además, el elemento más abundante es el H:
 - Típicamente **70% H**, **22-25% He**, <5% "metales" = el resto
 - Def: en astronomía (mal) llamamos *metales* a los elementos más pesados que el He
- Las etapas de quema estable de elementos pesados tienen una duración muchíííísimamente menor que la de la quema de H (Secuencia Principal)

Abundancias Químicas



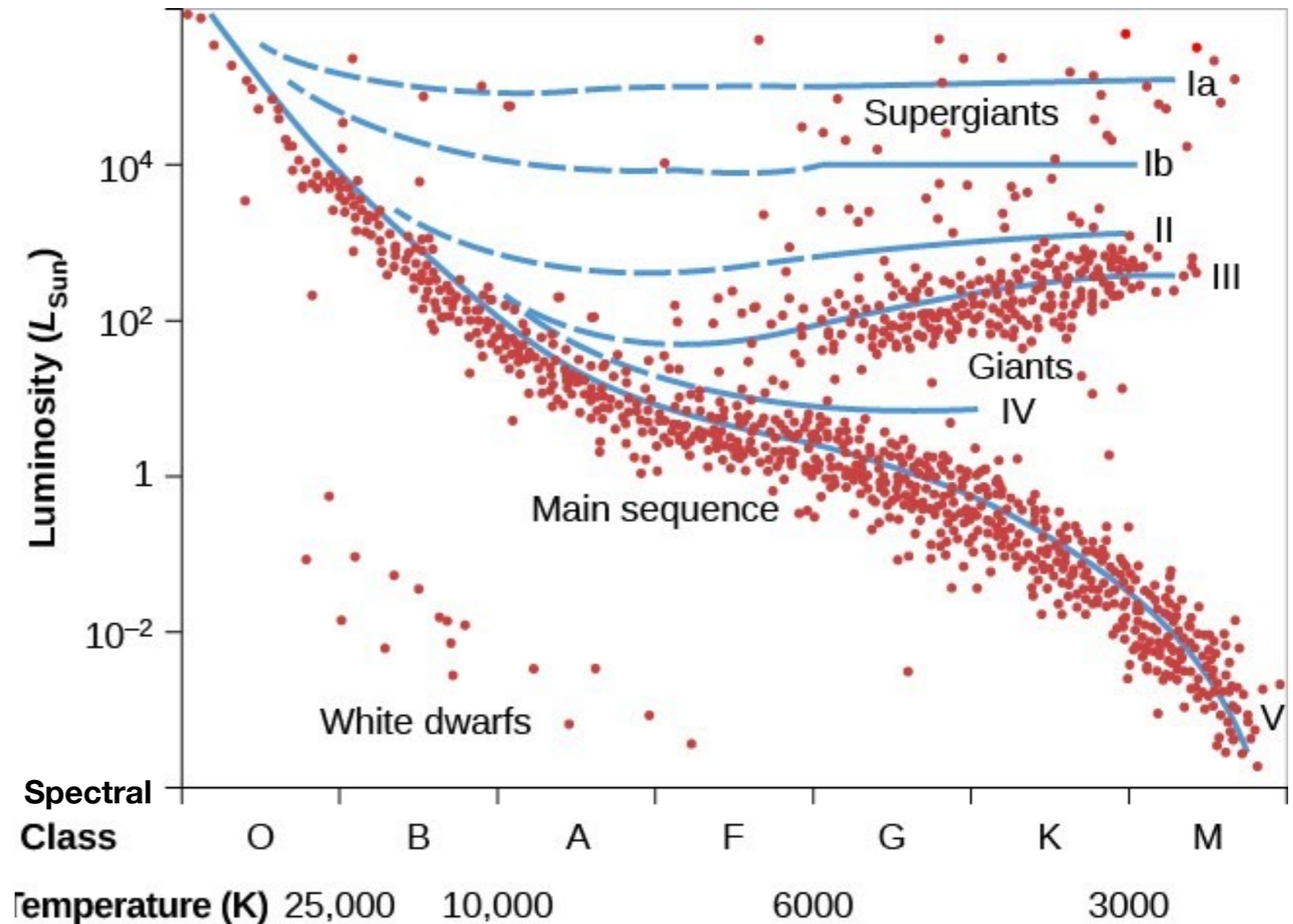
Evolución Estelar

La Secuencia Principal (SP)



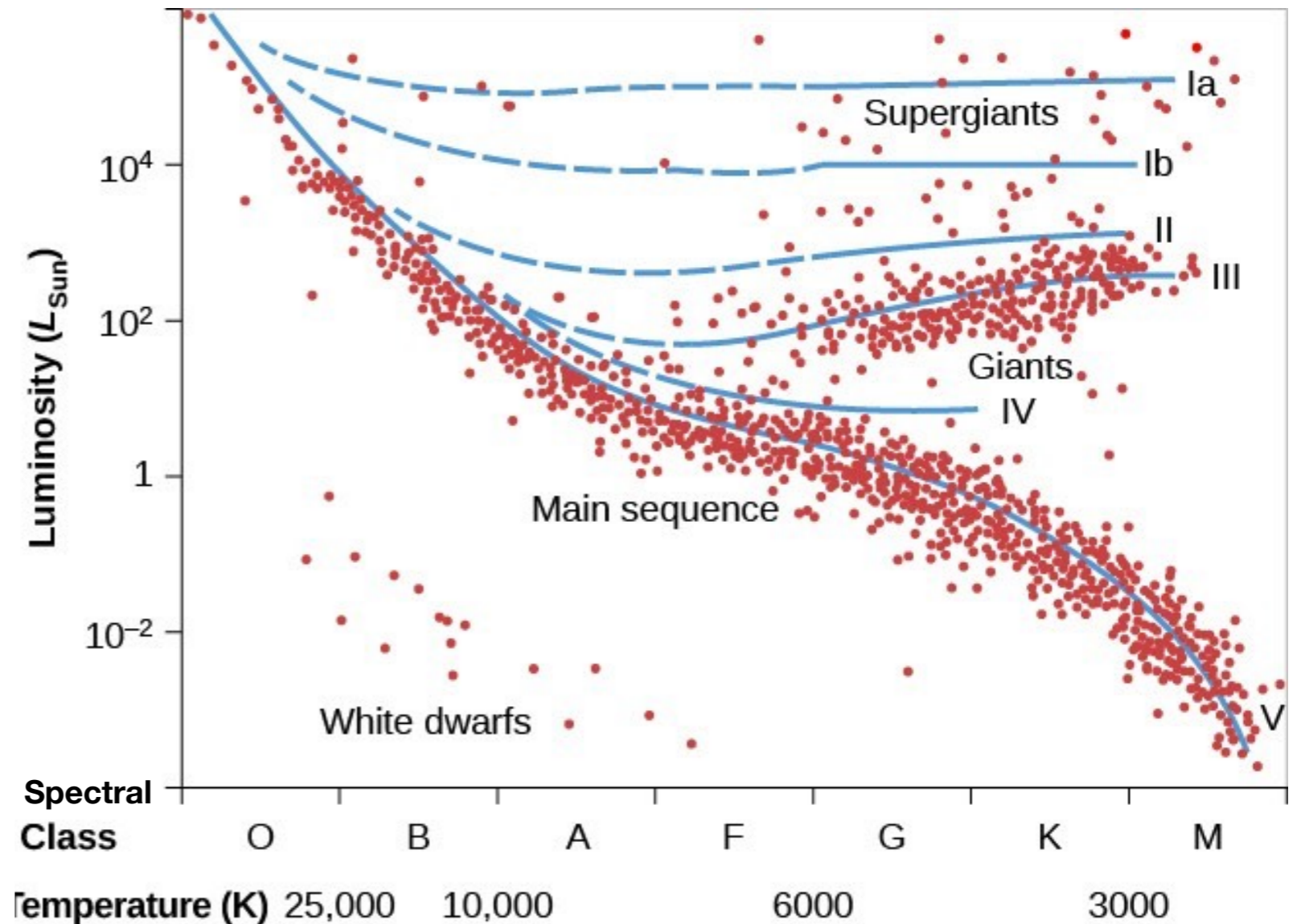
La Secuencia Principal (SP)

- La **Secuencia Principal** es el locus (lugar geométrico) del diagrama H-R en el que se encuentran las estrellas mientras están quemando H en He de forma estable en su núcleo



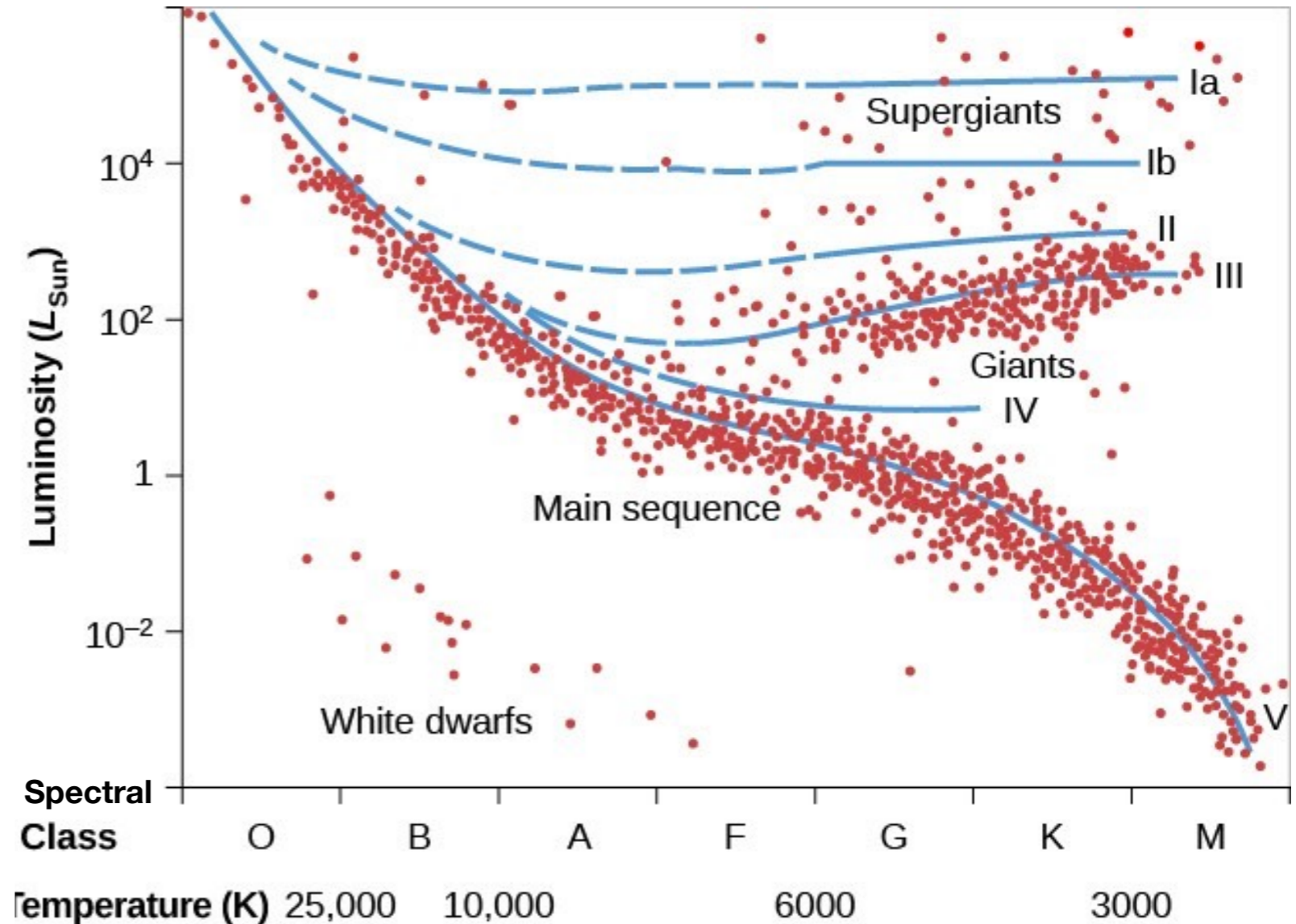
La Secuencia Principal (SP)

- La **Secuencia Principal** es el locus (lugar geométrico) del diagrama H-R en el que se encuentran las estrellas mientras están quemando H en He de forma estable en su núcleo
- Ésta es la etapa más duradera de la vida de una estrella



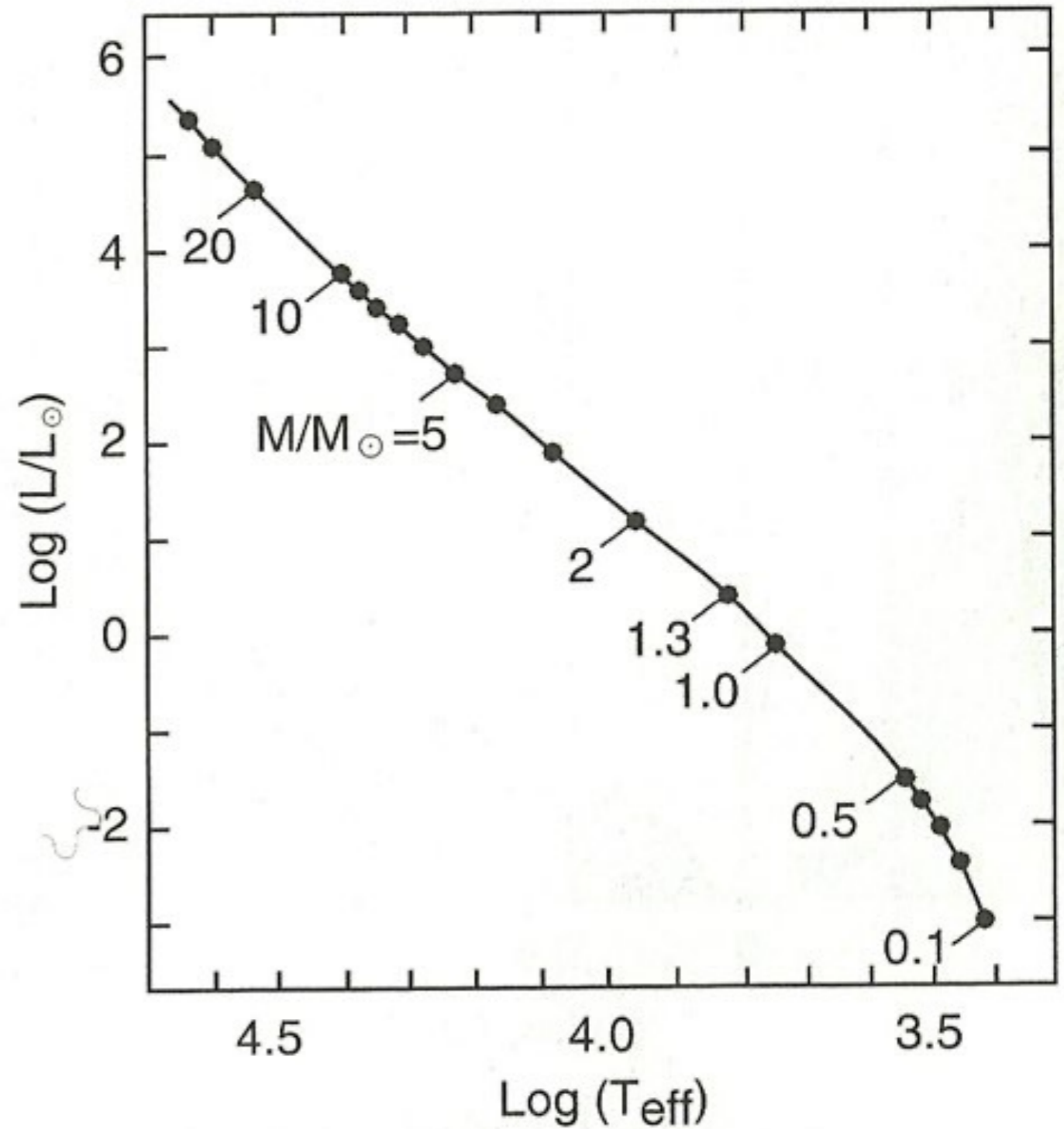
La Secuencia Principal (SP)

- La **Secuencia Principal** es el locus (lugar geométrico) del diagrama H-R en el que se encuentran las estrellas mientras están quemando H en He de forma estable en su núcleo
- Ésta es la etapa más duradera de la vida de una estrella
 - Al mirar una población cualquiera *la mayoría de la estrellas se encuentran en la SP*



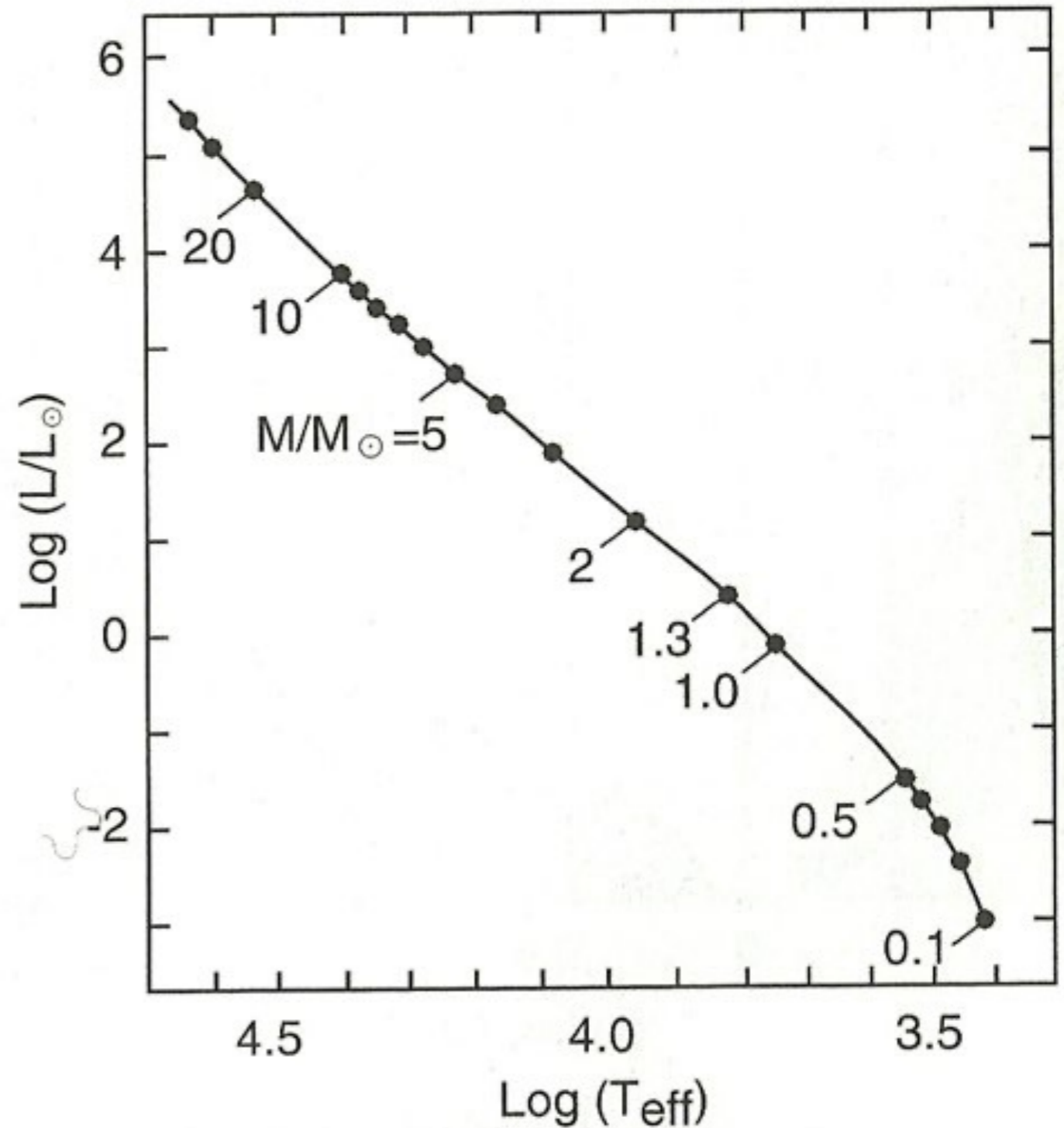
La Secuencia Principal (SP)

- La **Secuencia Principal** es una secuencia de Masas:



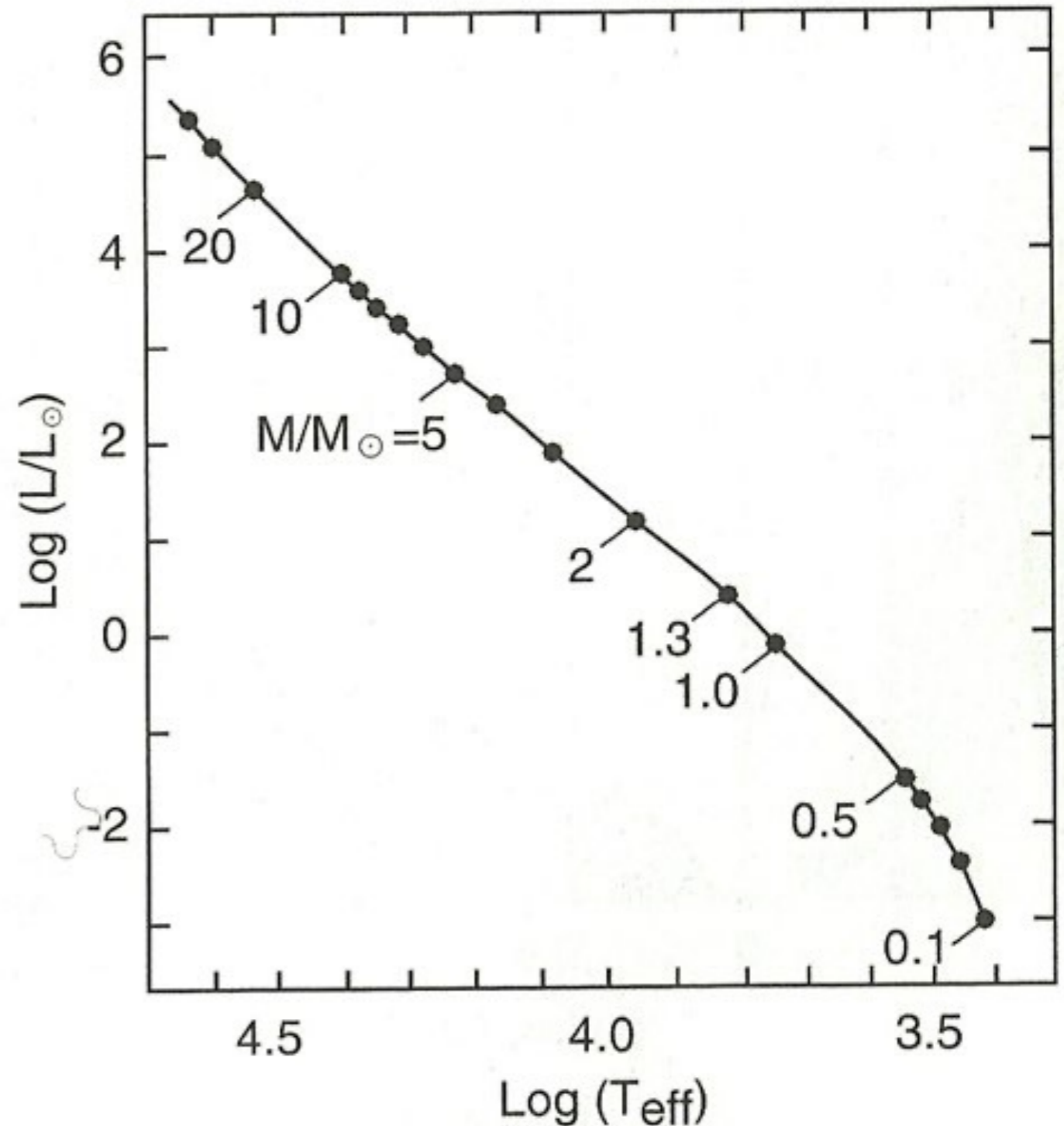
La Secuencia Principal (SP)

- La **Secuencia Principal** es una secuencia de Masas:
 - Estrellas de mayor masa son más calientes y más luminosas



La Secuencia Principal (SP)

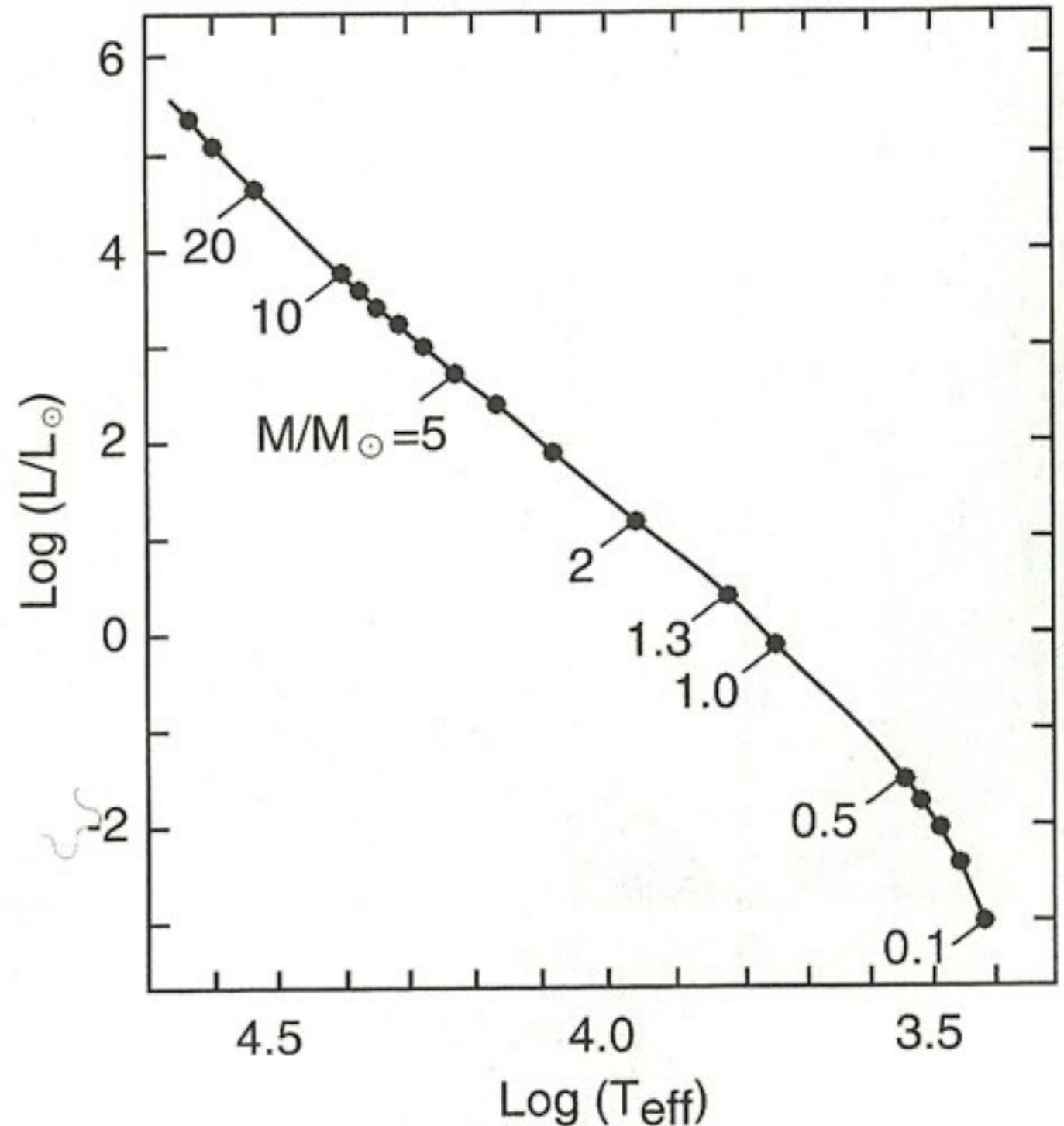
- La **Secuencia Principal** es una secuencia de Masas:
 - Estrellas de mayor masa son más calientes y más luminosas
 - Las estrellas en la SP siguen la siguiente **relación masa-luminosidad M/L estelar (aprox)**:



La Secuencia Principal (SP)

- La **Secuencia Principal** es una secuencia de Masas:
 - Estrellas de mayor masa son más calientes y más luminosas
 - Las estrellas en la SP siguen la siguiente **relación masa-luminosidad M/L estelar (aprox)**:

$$\frac{L}{L_{\odot}} = \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right)^{3.1}$$

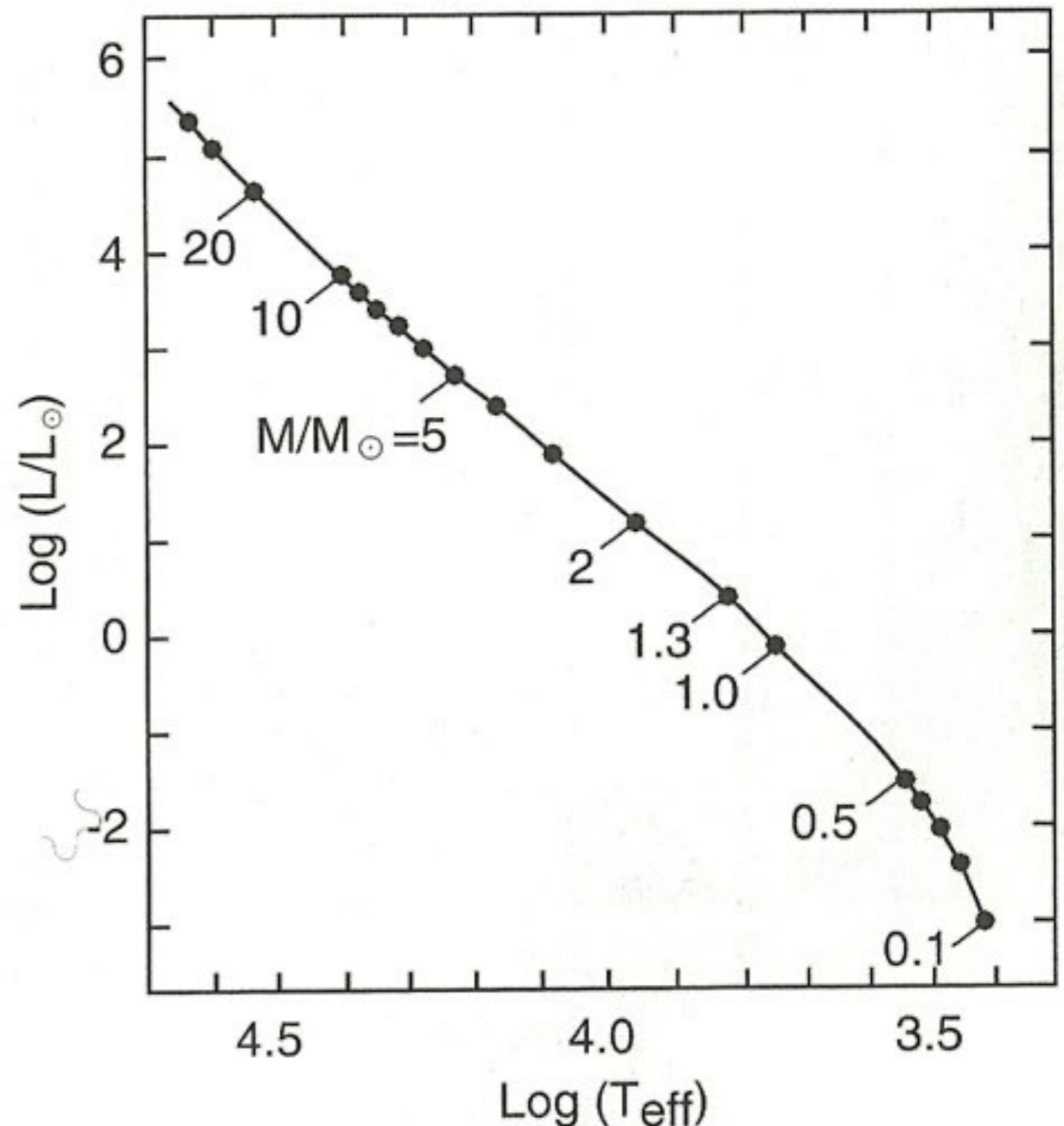


La Secuencia Principal (SP)

- La **Secuencia Principal** es una secuencia de Masas:
 - Estrellas de mayor masa son más calientes y más luminosas
 - Las estrellas en la SP siguen la siguiente **relación masa-luminosidad M/L estelar (aprox)**:

$$\frac{L}{L_{\odot}} = \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right)^{3.1}$$

Notar que la relación M/L estelar no es lineal: una estrella de $10M_{\odot}$ es >1000 veces más luminosa que el sol



La Secuencia Principal (SP)

- Entonces, ¿cuánto es el tiempo de vida en la SP de una estrella de masa M ?

La Secuencia Principal (SP)

- Entonces, ¿cuánto es el tiempo de vida en la SP de una estrella de masa M ?
- Estimamos su duración (=tiempo de vida en la SP) cuando vimos la escala de tiempo nuclear (clase pasada)

La Secuencia Principal (SP)

- Entonces, ¿cuánto es el tiempo de vida en la SP de una estrella de masa M ?
- Estimamos su duración (=tiempo de vida en la SP) cuando vimos la escala de tiempo nuclear (clase pasada)

$$t_{nuclear} = E/L \sim 0.0007 \frac{M/M_{\odot}}{L/L_{\odot}} c^2$$

La Secuencia Principal (SP)

- Entonces, ¿cuánto es el tiempo de vida en la SP de una estrella de masa M ?
- Estimamos su duración (=tiempo de vida en la SP) cuando vimos la escala de tiempo nuclear (clase pasada)

$$t_{nuclear} = E/L \sim 0.0007 \frac{M/M_{\odot}}{L/L_{\odot}} c^2$$

- Si sustituimos la relación M/L para la SP, tenemos:

La Secuencia Principal (SP)

- Entonces, ¿cuánto es el tiempo de vida en la SP de una estrella de masa M ?
- Estimamos su duración (=tiempo de vida en la SP) cuando vimos la escala de tiempo nuclear (clase pasada)

$$t_{nuclear} = E/L \sim 0.0007 \frac{M/M_{\odot}}{L/L_{\odot}} c^2$$

- Si sustituimos la relación M/L para la SP, tenemos:

$$t_{SP} \propto \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right)^{-2.1}$$

La Secuencia Principal (SP)

- Entonces, ¿cuánto es el tiempo de vida en la SP de una estrella de masa M ?
- Estimamos su duración (=tiempo de vida en la SP) cuando vimos la escala de tiempo nuclear (clase pasada)

$$t_{nuclear} = E/L \sim 0.0007 \frac{M/M_{\odot}}{L/L_{\odot}} c^2$$

- Si sustituimos la relación M/L para la SP, tenemos:

$$t_{SP} \propto \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right)^{-2.1}$$

El tiempo de vida en la SP es **inversamente proporcional a la masa** (al cuadrado)

La Secuencia Principal (SP)

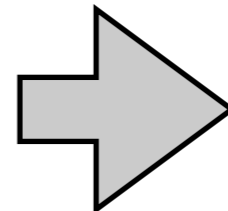
- Entonces, ¿cuánto es el tiempo de vida en la SP de una estrella de masa M ?
- Estimamos su duración (=tiempo de vida en la SP) cuando vimos la escala de tiempo nuclear (clase pasada)

$$t_{nuclear} = E/L \sim 0.0007 \frac{M/M_{\odot}}{L/L_{\odot}} c^2$$

- Si sustituimos la relación M/L para la SP, tenemos:

$$t_{SP} \propto \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right)^{-2.1}$$

El tiempo de vida en la SP es **inversamente proporcional a la masa** (al cuadrado)



La Secuencia Principal (SP)

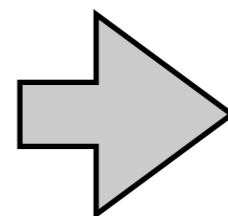
- Entonces, ¿cuánto es el tiempo de vida en la SP de una estrella de masa M ?
- Estimamos su duración (=tiempo de vida en la SP) cuando vimos la escala de tiempo nuclear (clase pasada)

$$t_{nuclear} = E/L \sim 0.0007 \frac{M/M_{\odot}}{L/L_{\odot}} c^2$$

- Si sustituimos la relación M/L para la SP, tenemos:

$$t_{SP} \propto \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right)^{-2.1}$$

El tiempo de vida en la SP es **inversamente proporcional a la masa** (al cuadrado)



Cuanto más masiva es la estrella, (mucho) menos tiempo vive

La Secuencia Principal (SP)

- Entonces, ¿cuánto es el tiempo de vida en la SP de una estrella de masa M ?
- Estimamos su duración (=tiempo de vida en la SP) cuando vimos la escala de tiempo nuclear (clase pasada)

$$t_{nuclear} = E/L \sim 0.0007 \frac{M/M_{\odot}}{L/L_{\odot}} c^2$$

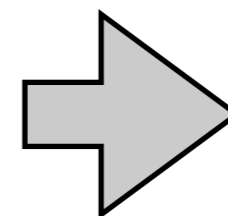
- Si sustituimos la relación M/L para la SP, tenemos:

$$t_{SP} \propto \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right)^{-2.1}$$

El tiempo de vida en la SP es **inversamente proporcional a la masa** (al cuadrado)

1 Myr = 10^6 años

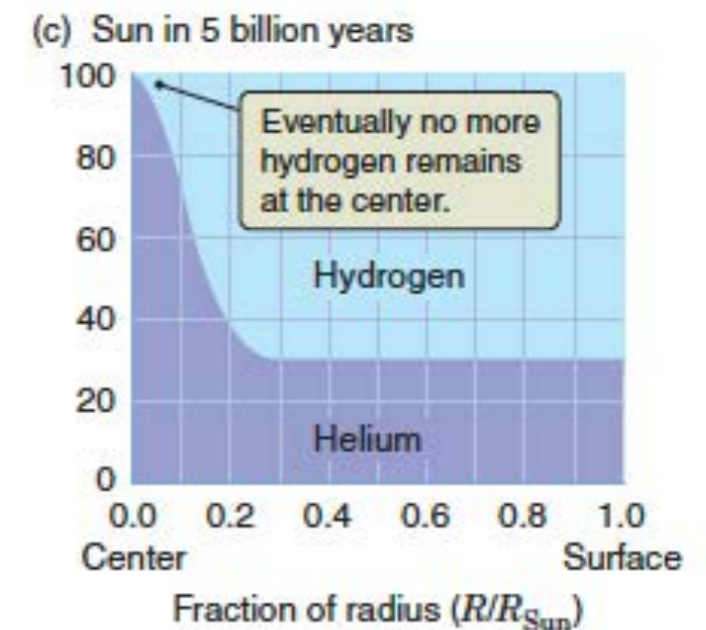
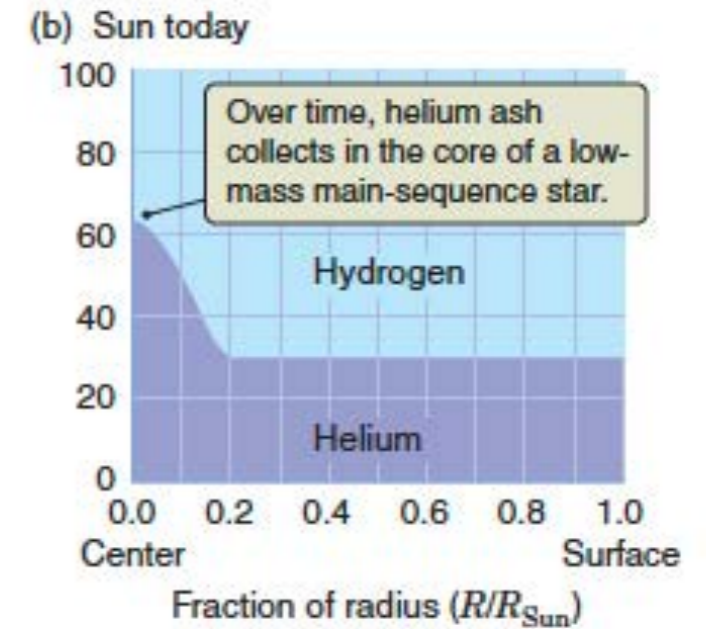
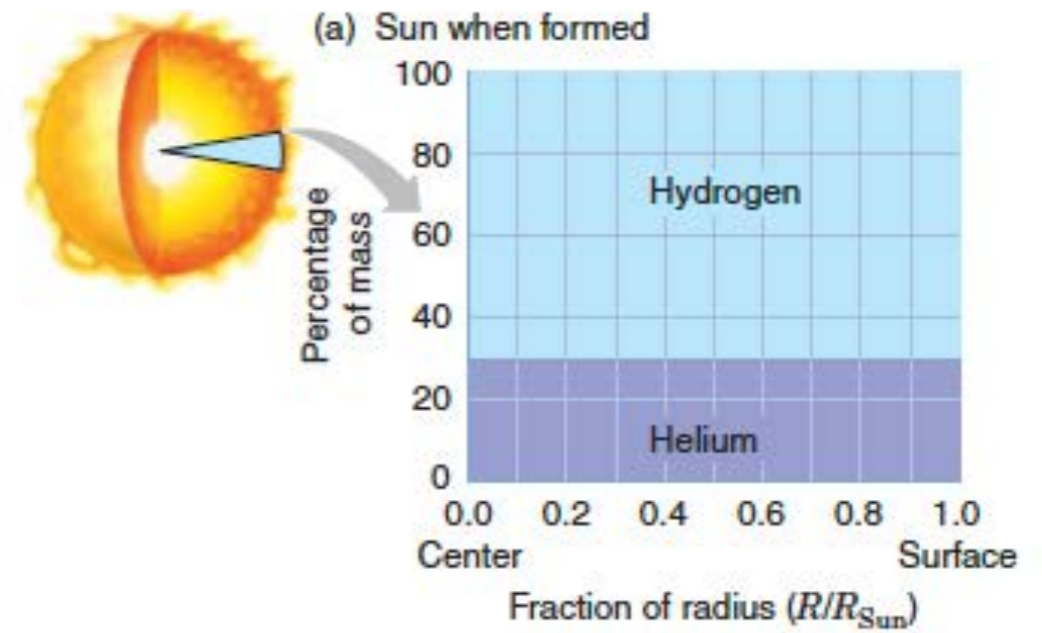
Mass [M_{\odot}]	Spectral type on the main sequence	Main sequence (Myr)
30	O5	4.9
15	B0	10
9	B2	22
5	B5	68
3	A0	240
1.5	F2	2,000
1.0	G2	10,000
0.5	M0	30,000
0.1	M7	10^7



Cuanto más masiva es la estrella, (mucho) menos tiempo vive

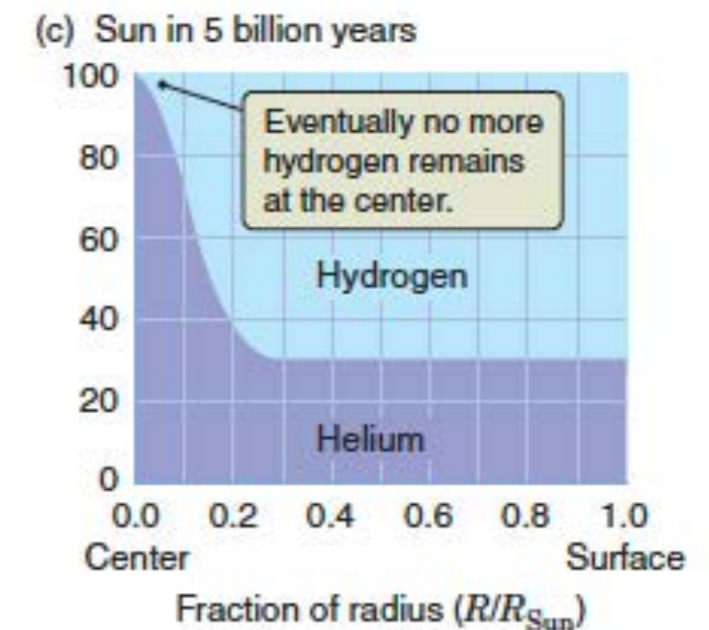
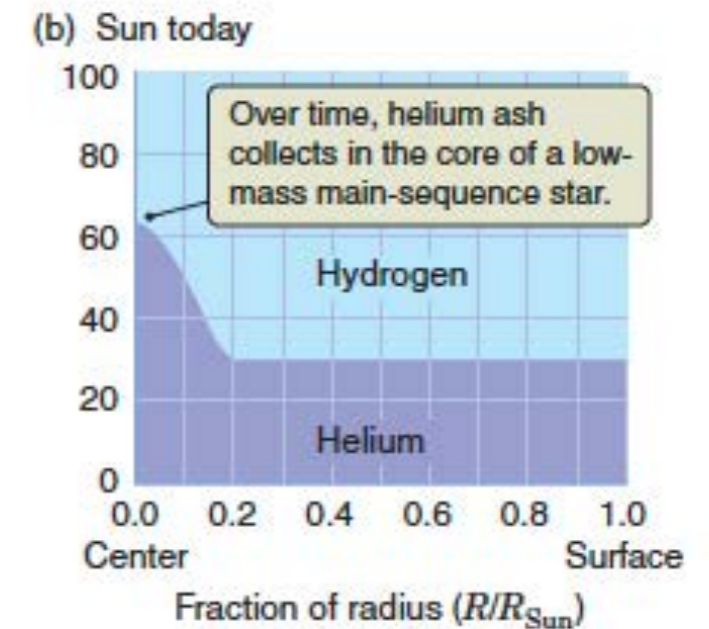
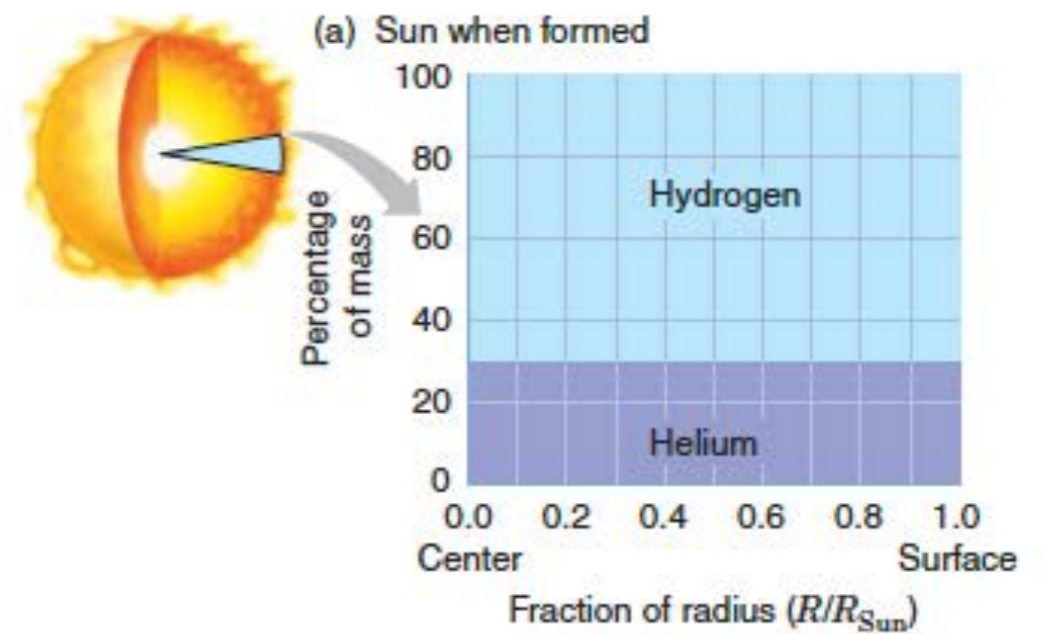
Evolución Estelar

- ¿Qué pasa cuando se acaba el H en el núcleo?



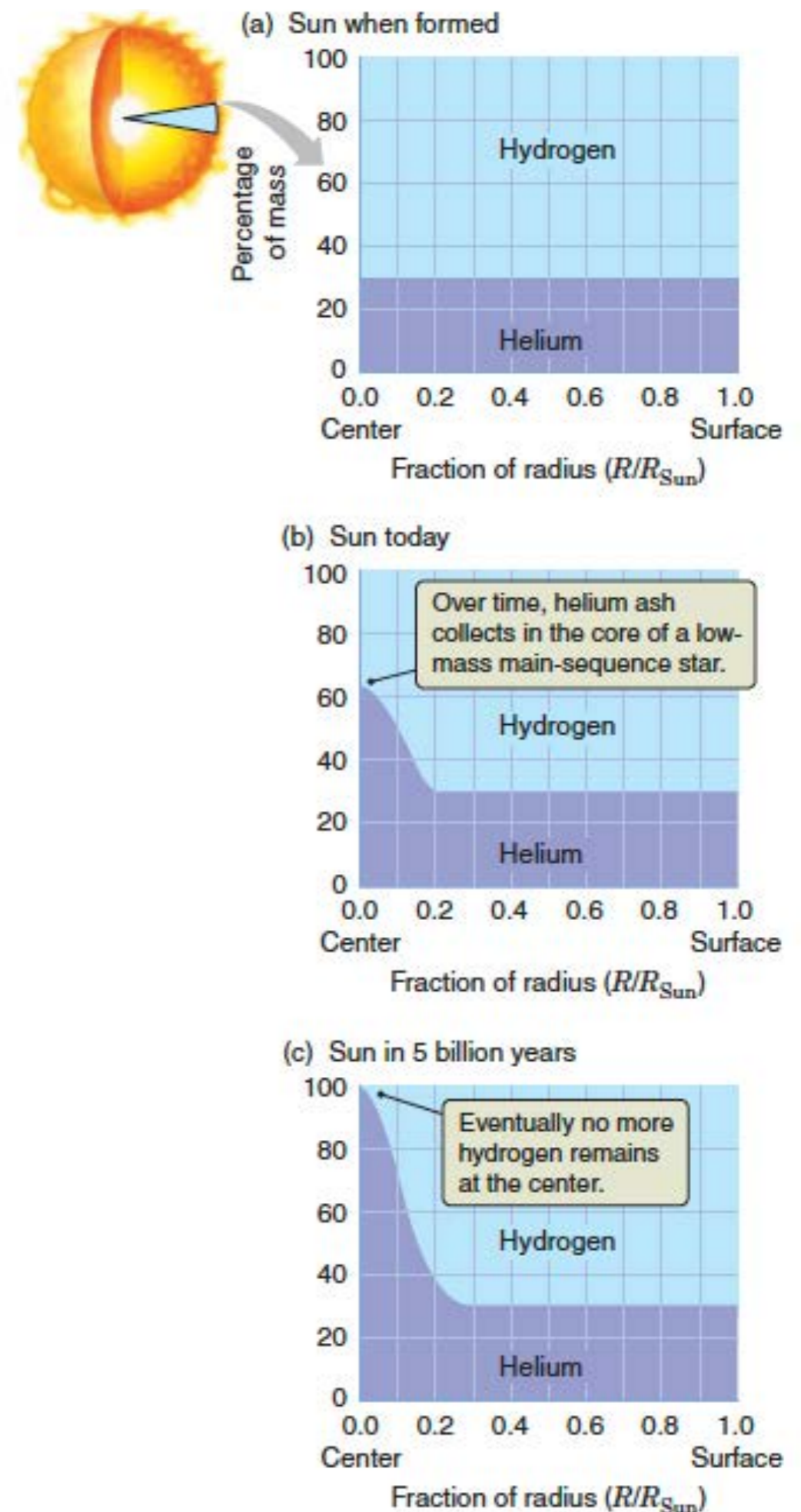
Evolución Estelar

- ¿Qué pasa cuando se acaba el H en el núcleo?
- Evolución Post-Secuencia Principal



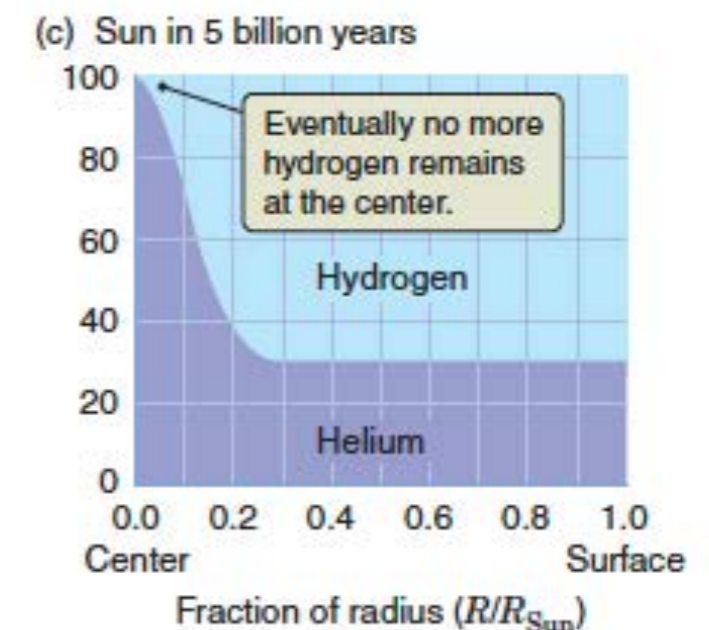
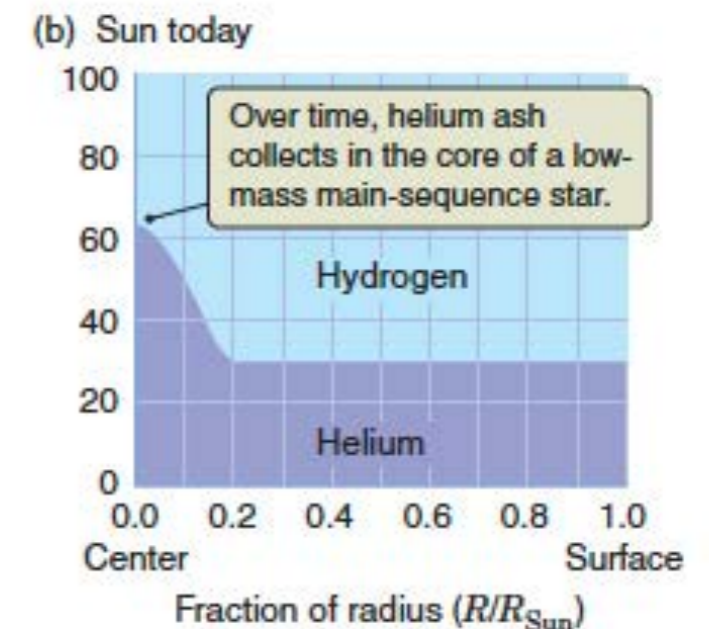
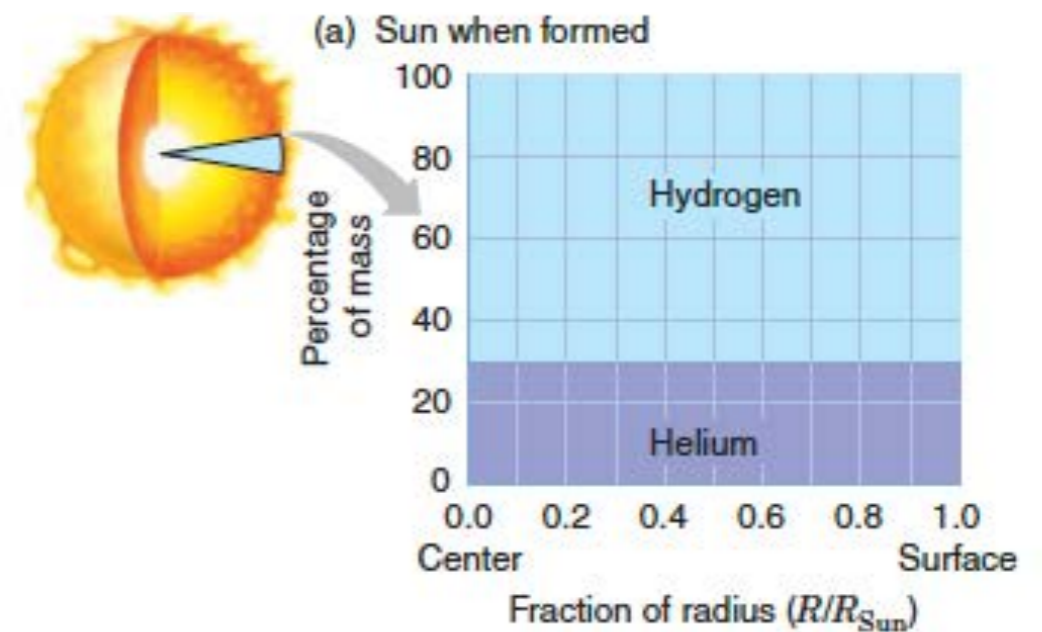
Evolución Estelar

- ¿Qué pasa cuando se acaba el H en el núcleo?
- Evolución Post-Secuencia Principal
- ¿Cómo es esta evolución para estrellas de diferente masa?



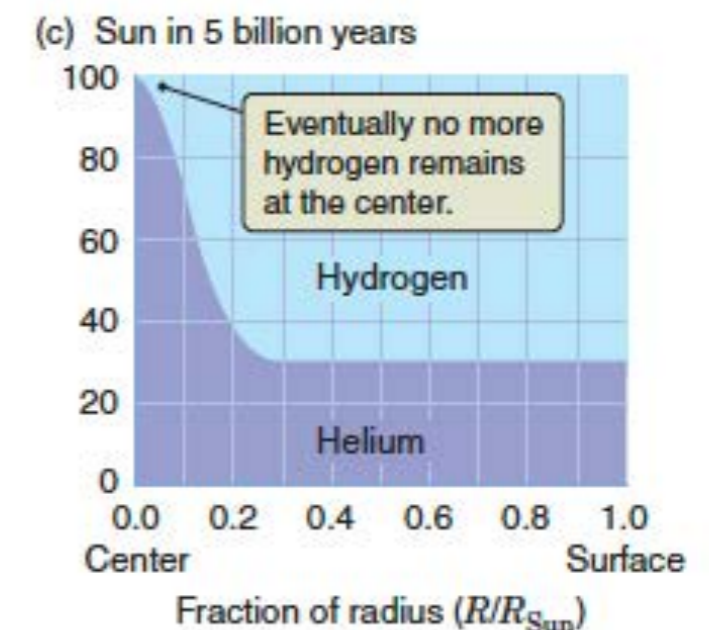
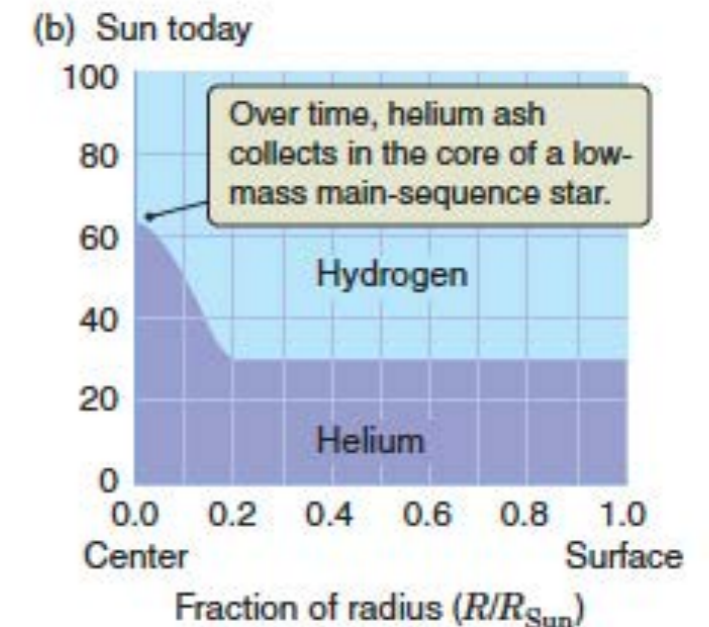
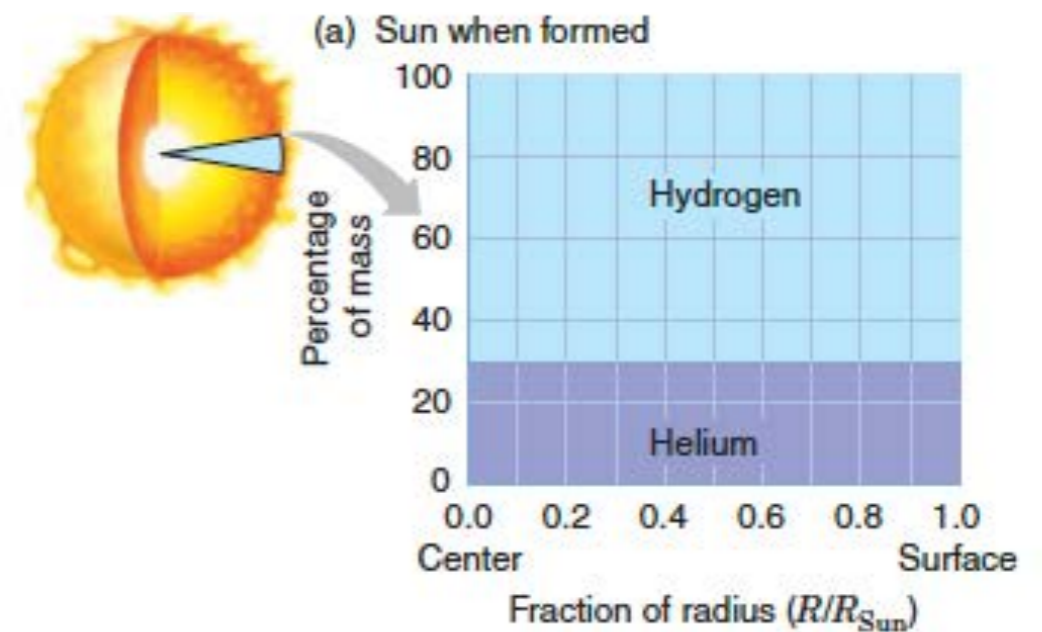
Evolución Estelar

- ¿Qué pasa cuando se acaba el H en el núcleo?
- Evolución Post-Secuencia Principal
- ¿Cómo es esta evolución para estrellas de diferente masa?
- antes que eso... ¿cómo llegó la estrella a la SP?



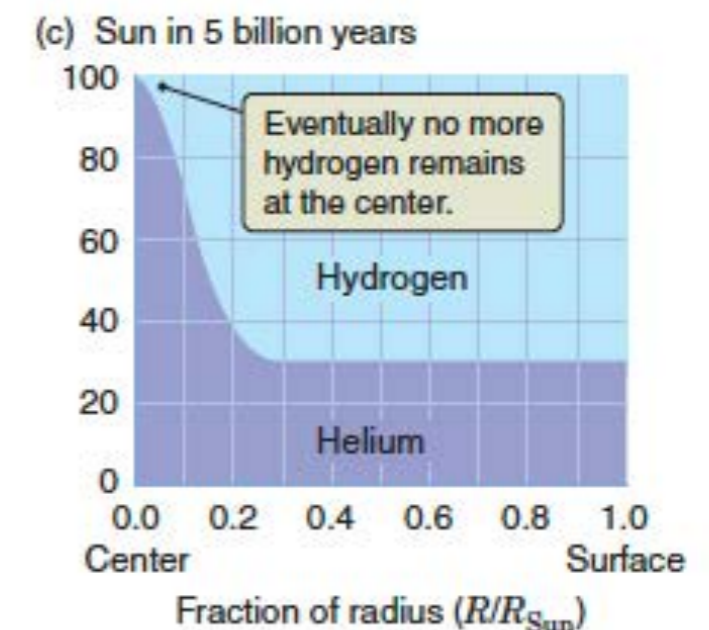
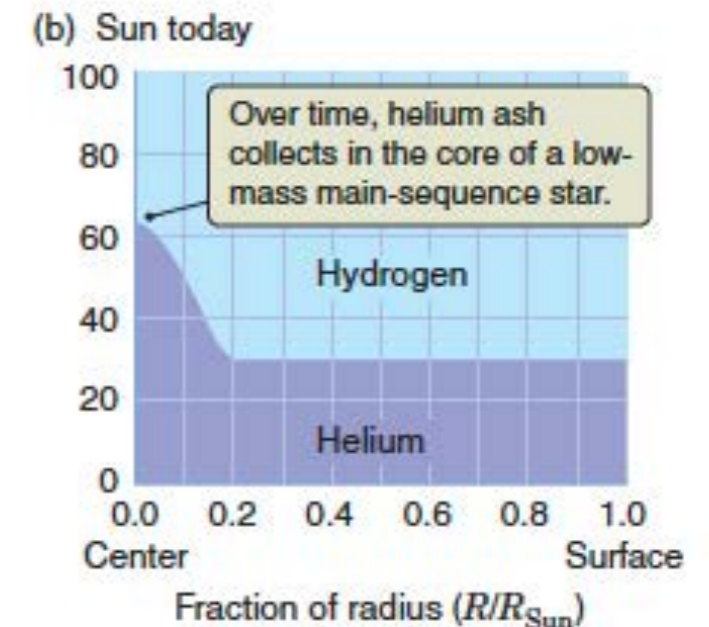
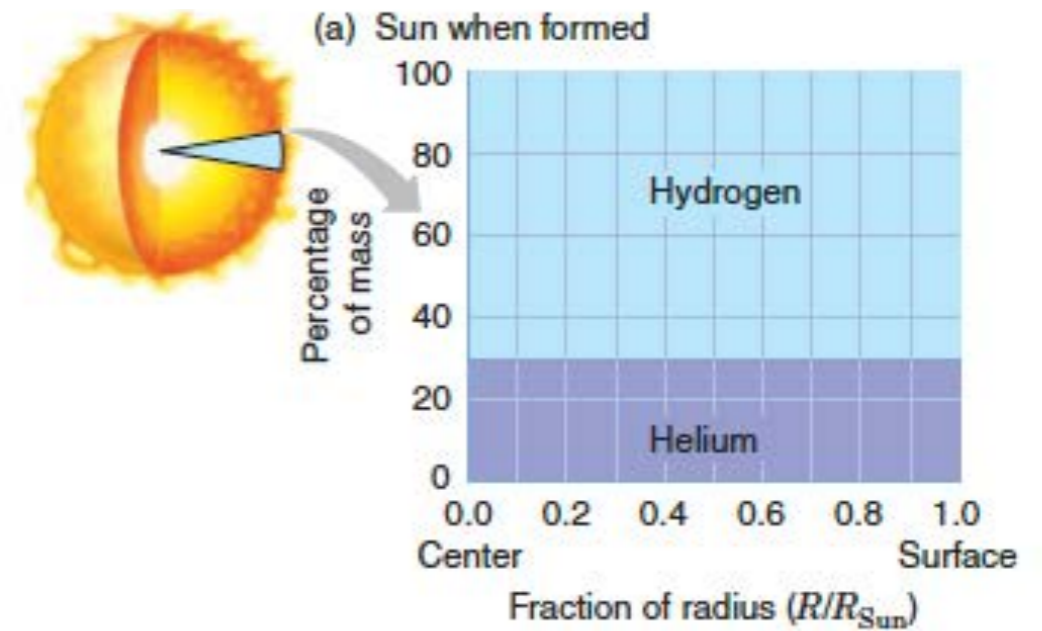
Evolución Estelar

- ¿Qué pasa cuando se acaba el H en el núcleo?
- Evolución Post-Secuencia Principal
- ¿Cómo es esta evolución para estrellas de diferente masa?
- antes que eso... ¿cómo llegó la estrella a la SP?
- Formación estelar



Evolución Estelar

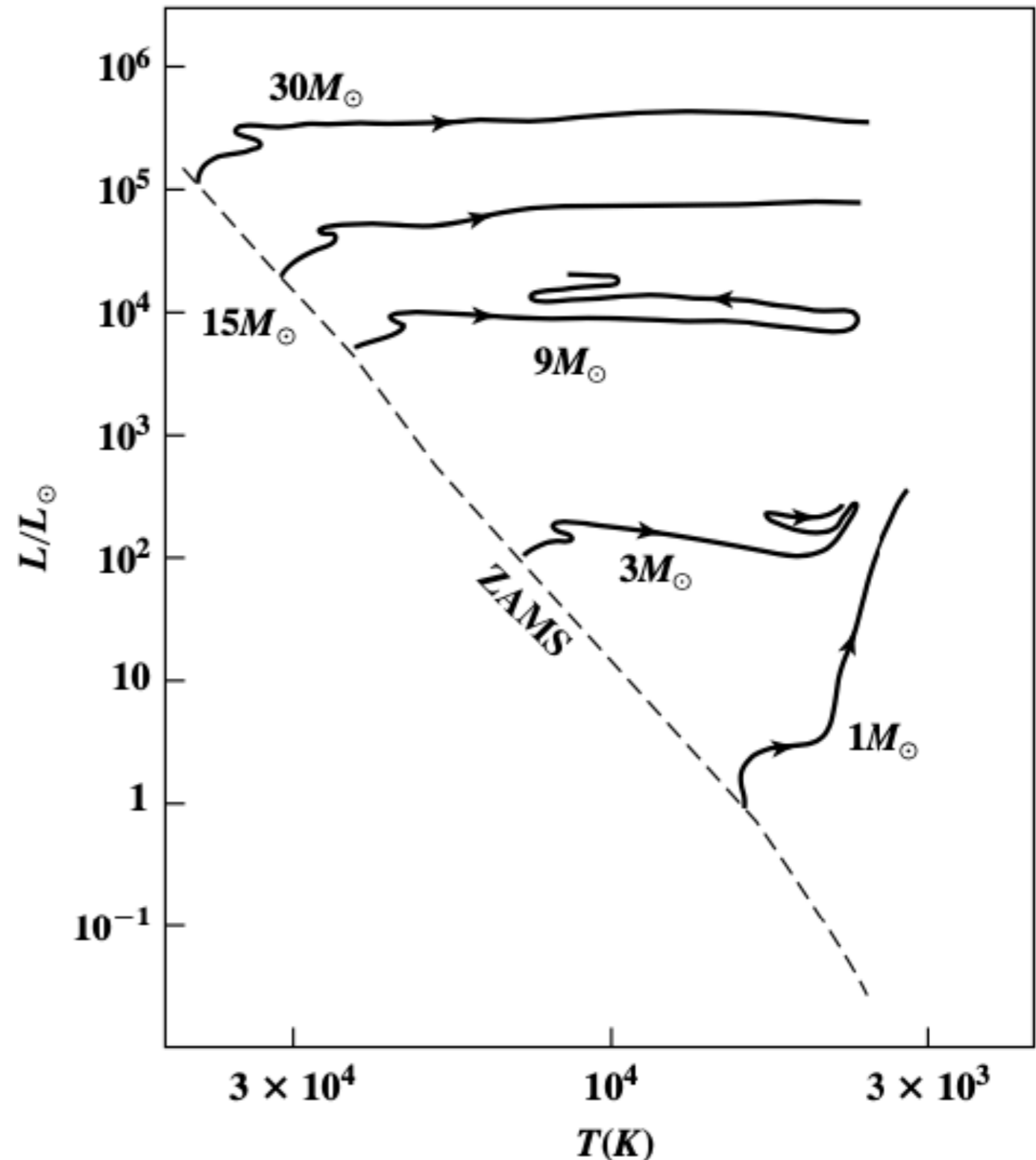
- ¿Qué pasa cuando se acaba el H en el núcleo?
- Evolución Post-Secuencia Principal
- ¿Cómo es esta evolución para estrellas de diferente masa?
- antes que eso... ¿cómo llegó la estrella a la SP?
 - Formación estelar
 - Fase Pre-Secuencia Principal



Trayectorias Evolutivas

- **Trayectoria Evolutiva** = es el camino que sigue en el diagrama H-R una estrella de masa M , debido a su evolución
- Como veremos:
 - **Qué camino sigue** cada estrella y **cuánto tiempo demora** en cada fase de la evolución **depende críticamente de su masa**

Trayectorias Evolutivas de estrellas de diferente masa



Formación Estelar

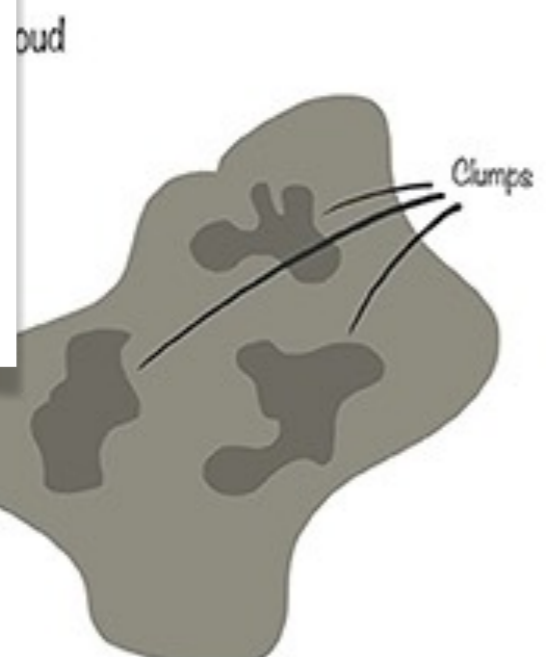
NACIMIENTO DE ESTRELLAS (REGIONES DE FORMACIÓN ESTELAR)



NACIMIENTO DE ESTRELLAS (REGIONES DE FORMACIÓN ESTELAR)

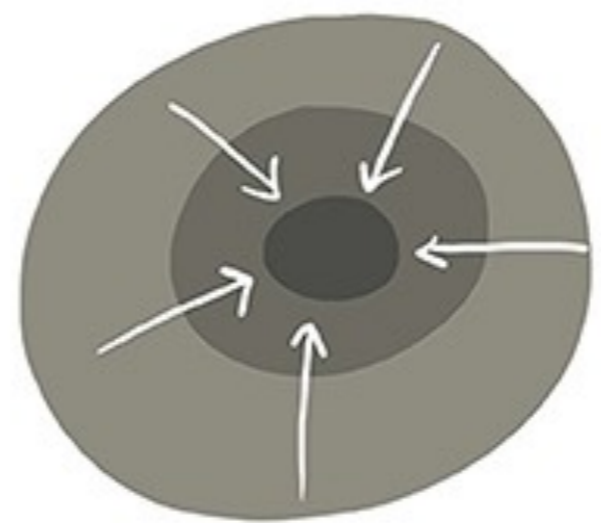


Nacimiento de estrellas (Regiones de Formación Estelar)



Size: 200,000 AU

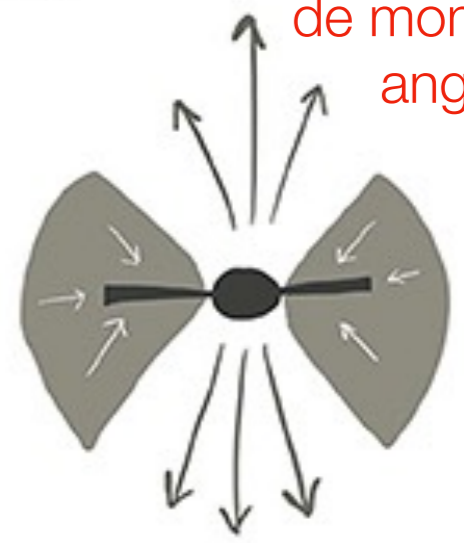
B Prestellar core



time = 0

Size: 10,000 AU

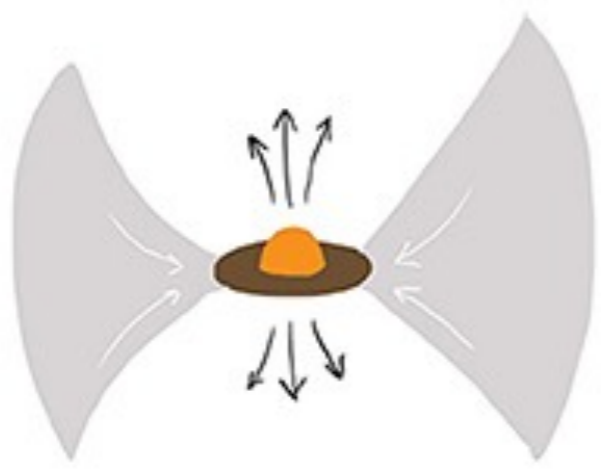
C Protostar



time = 10-100 thousand years

Size: 1,000 AU

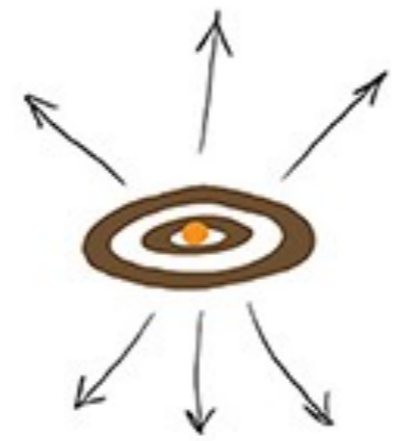
D T Tauri star



time = up to a million years

Size: 100 AU

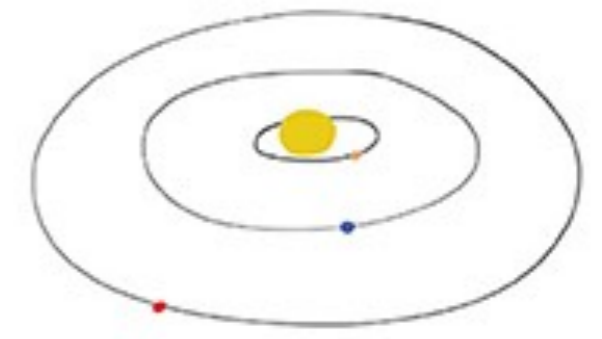
E Pre-main sequence star



time = up to 10 million years

Size: 100 AU

F Main sequence star

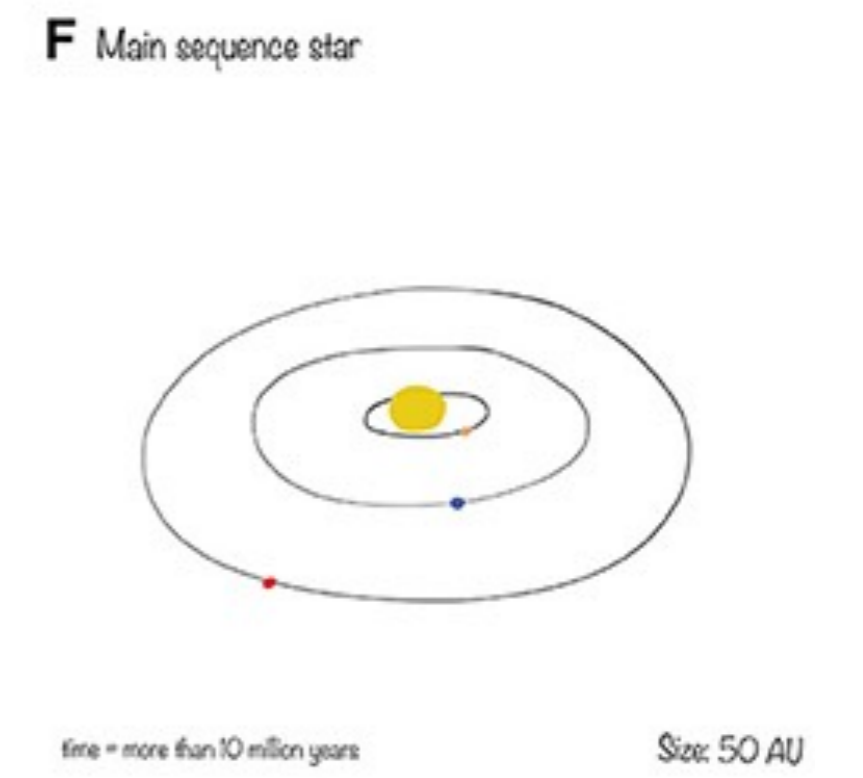
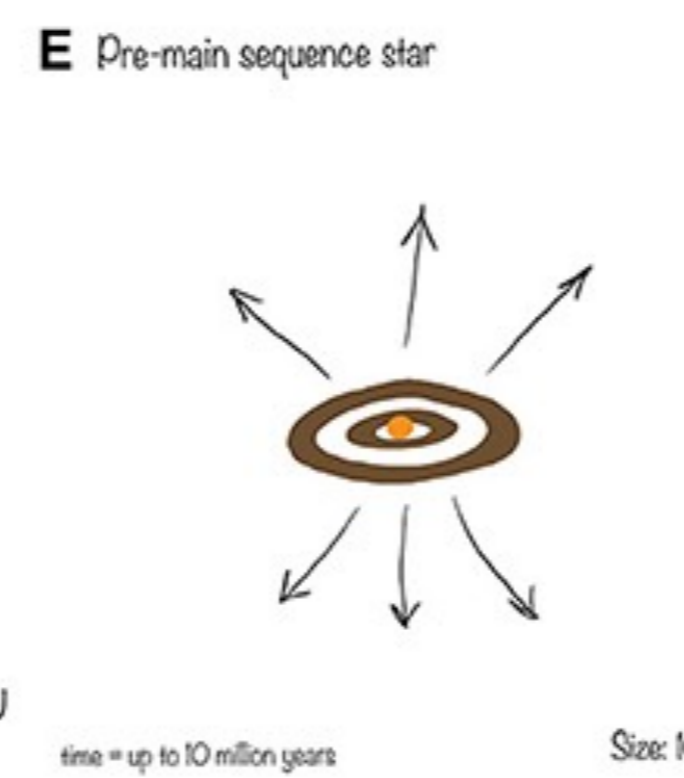
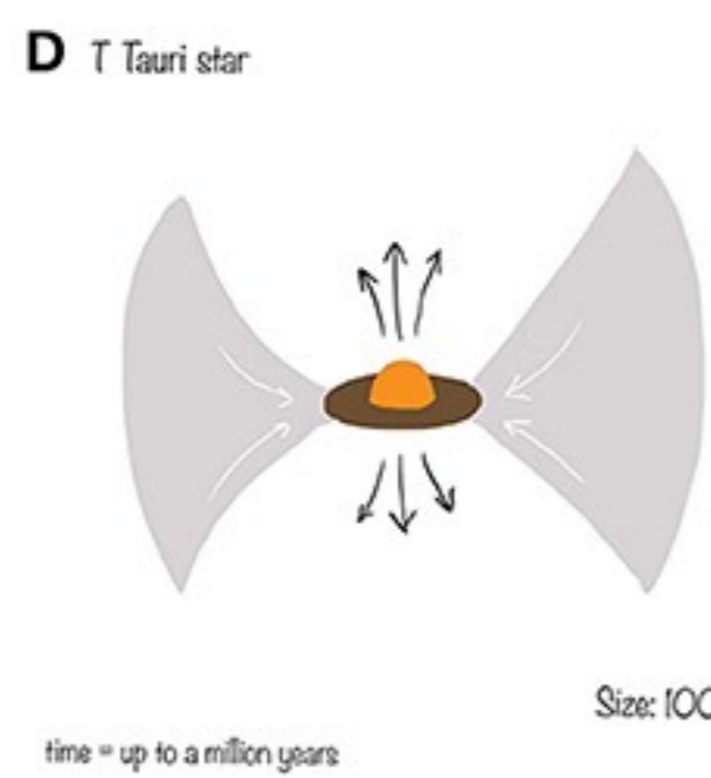
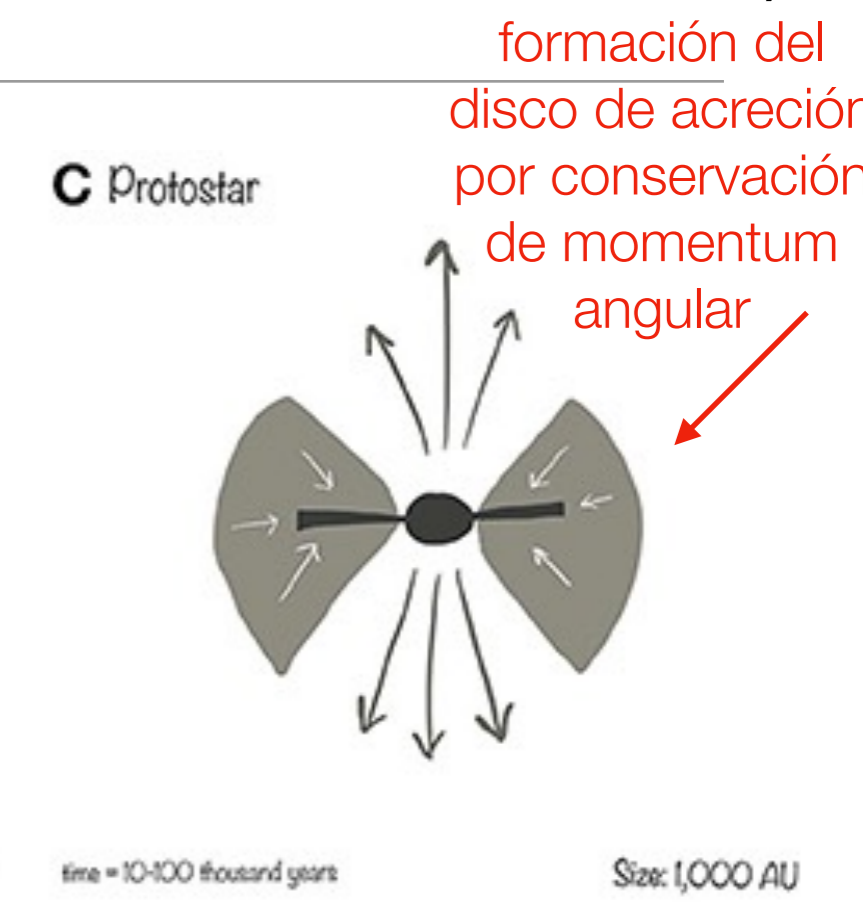
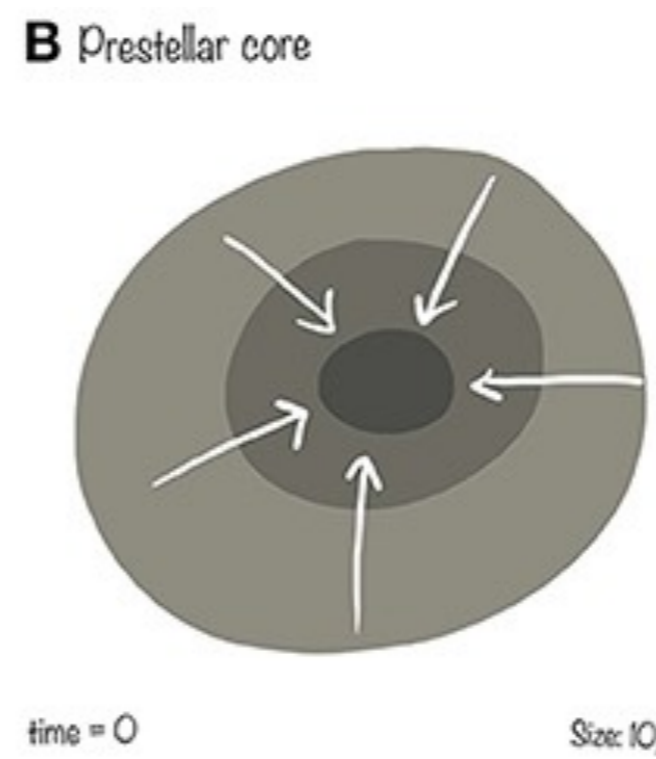
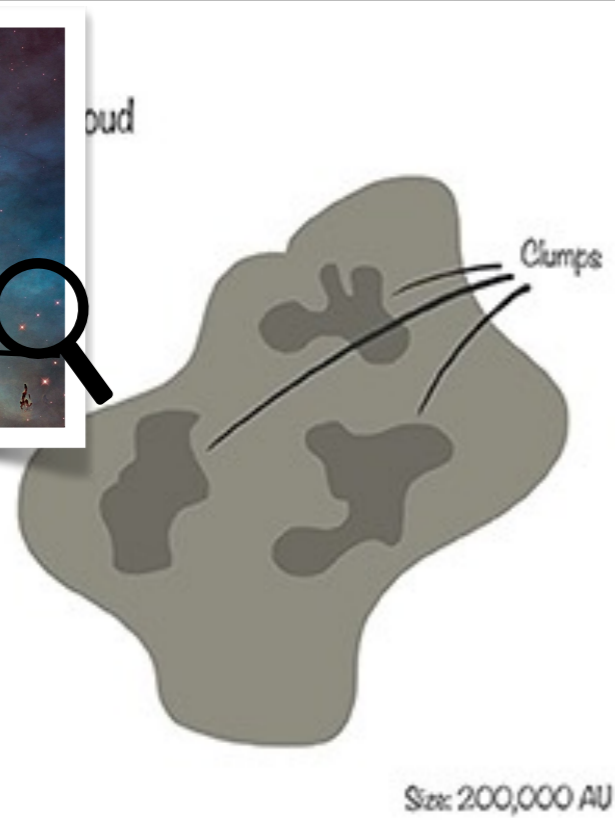


time = more than 10 million years

Size: 50 AU

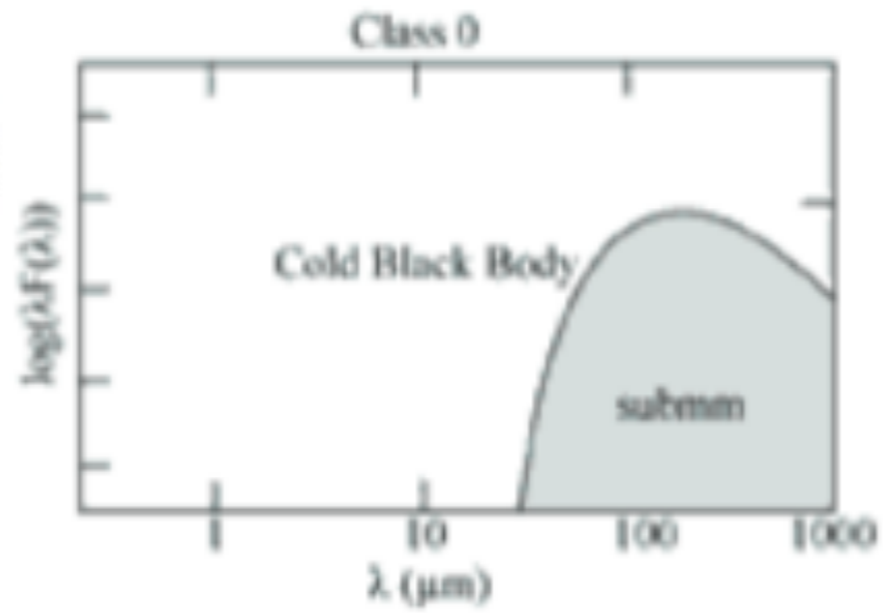
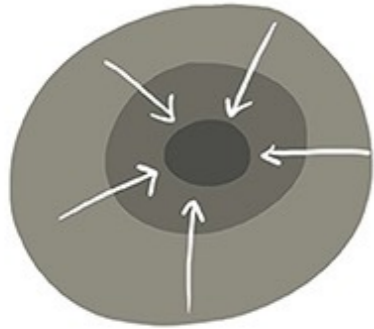
formación del disco de acreción por conservación de momentum angular

Nacimiento de estrellas (Regiones de Formación Estelar)



Formación estelar

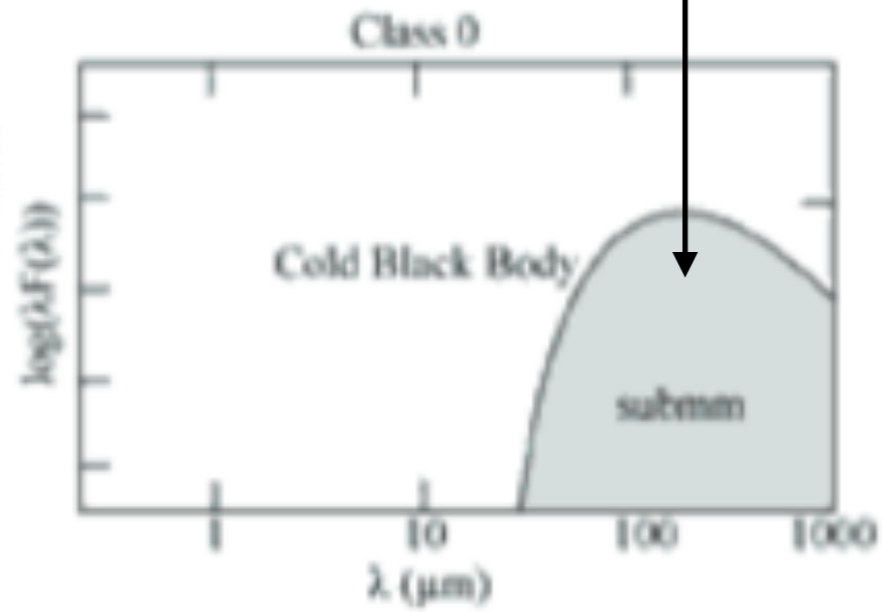
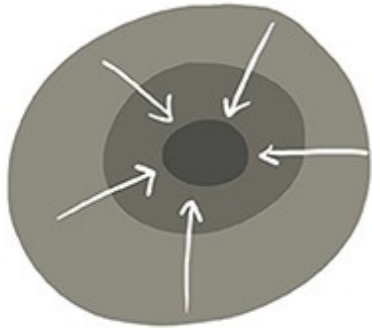
B Prestellar core



Formación estelar

emisión del "core"
(todavía no hay proto-estrella)

B Prestellar core

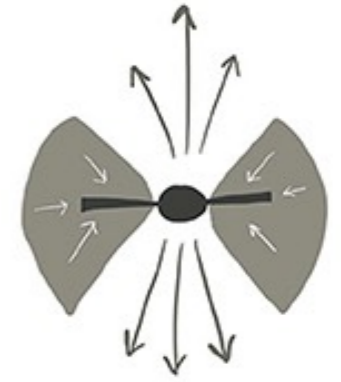
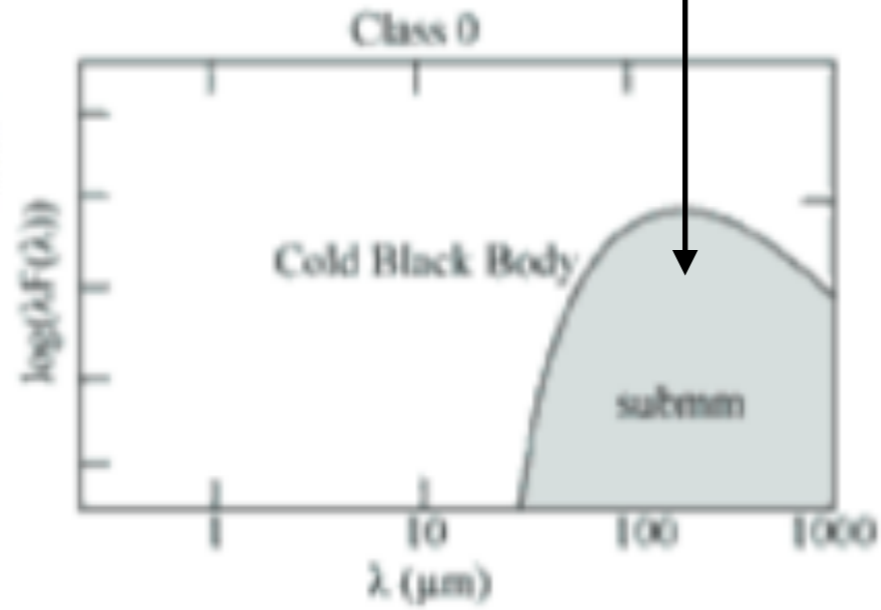
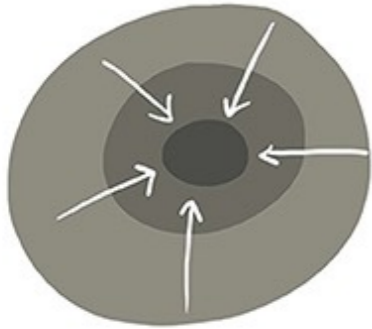


Formación estelar

emisión del "core"
(todavía no hay proto-estrella)

C Protostar

B Prestellar core

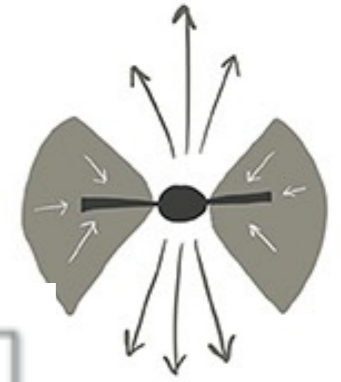
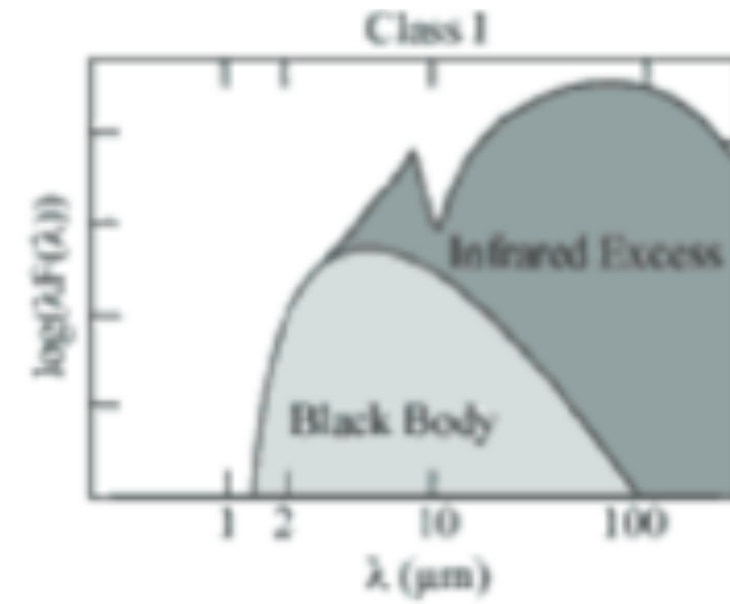
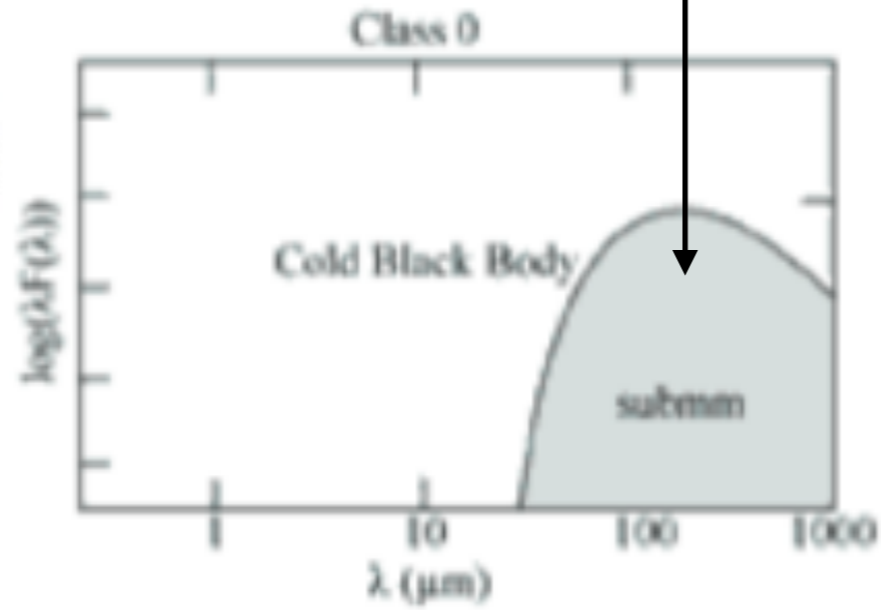
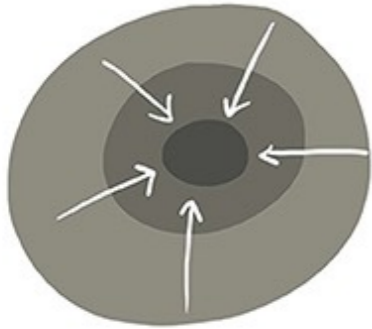


Formación estelar

emisión del "core"
(todavía no hay proto-estrella)

C Protostar

B Prestellar core

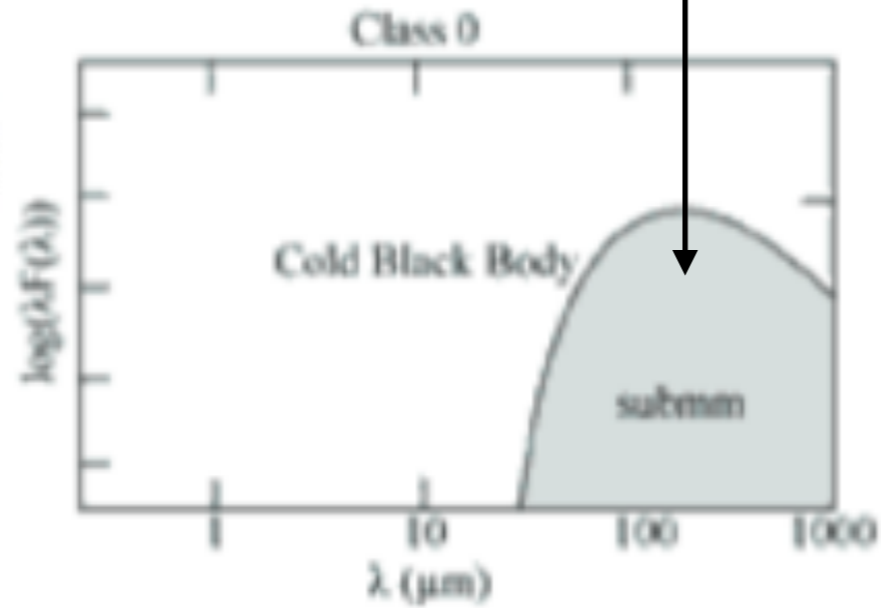
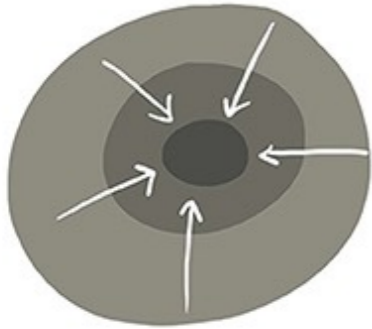


Formación estelar

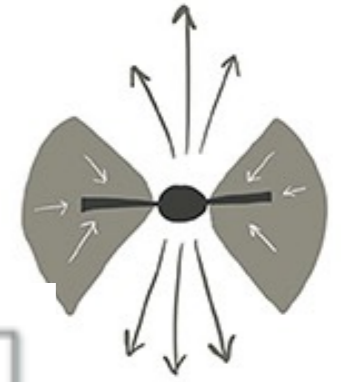
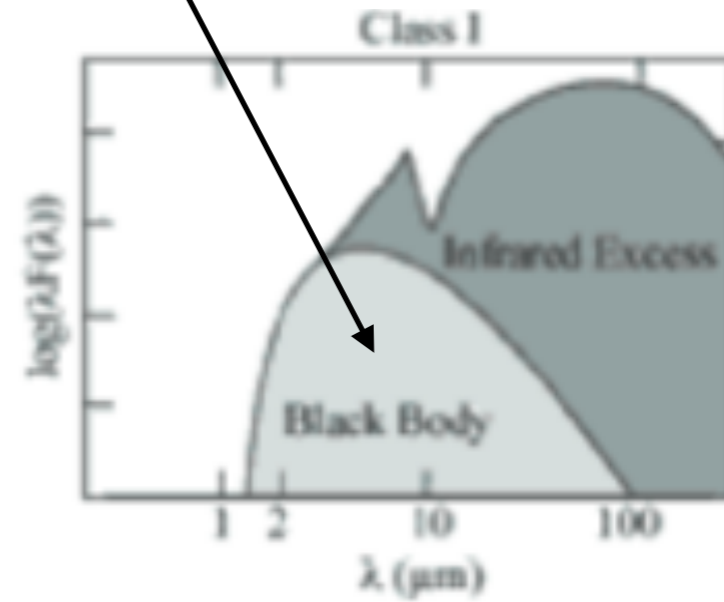
emisión del "core"
(todavía no hay proto-estrella)

C Protostar

B Prestellar core



emisión de la proto-estrella

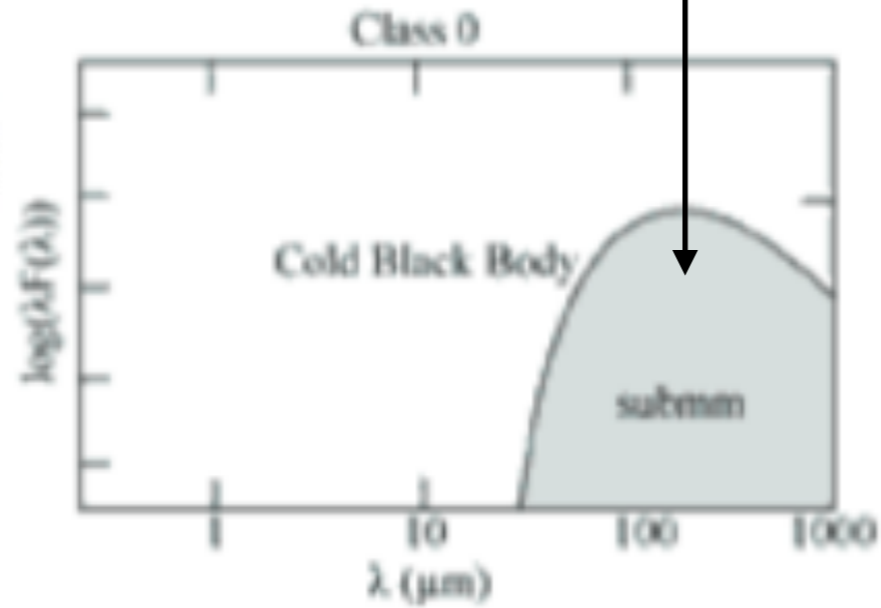
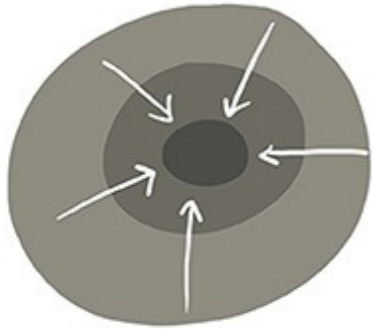


Formación estelar

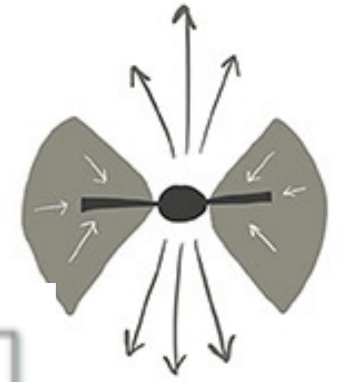
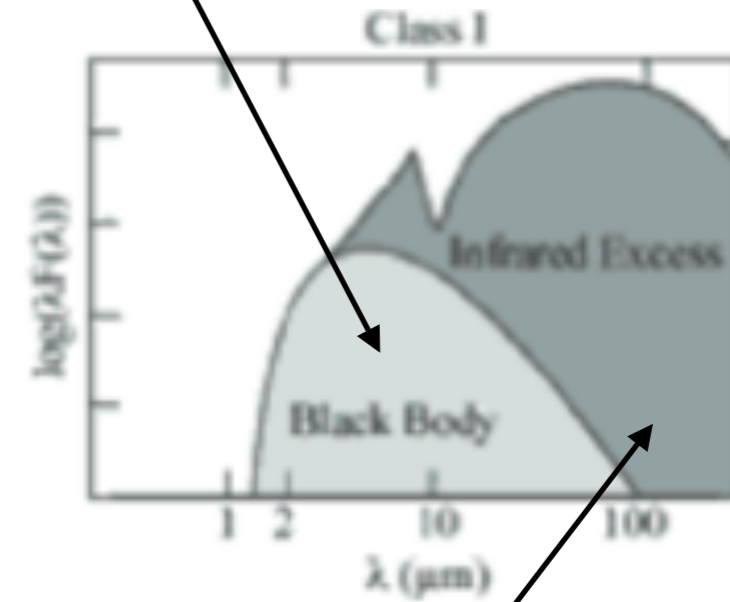
emisión del "core"
(todavía no hay proto-estrella)

C Protostar

B Prestellar core



emisión de la proto-estrella



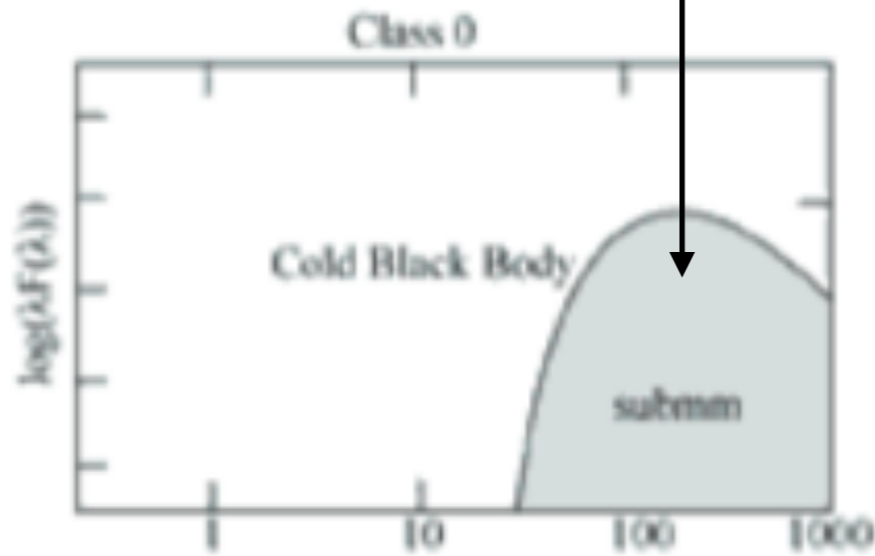
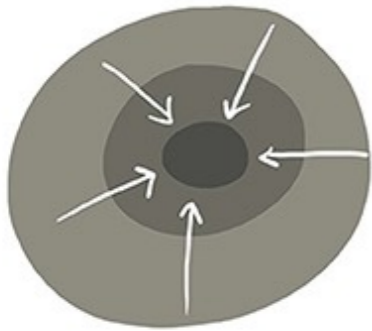
emisión del disco
(exceso Infra-Rojo ->
Cuerpo negro +frío)

Formación estelar

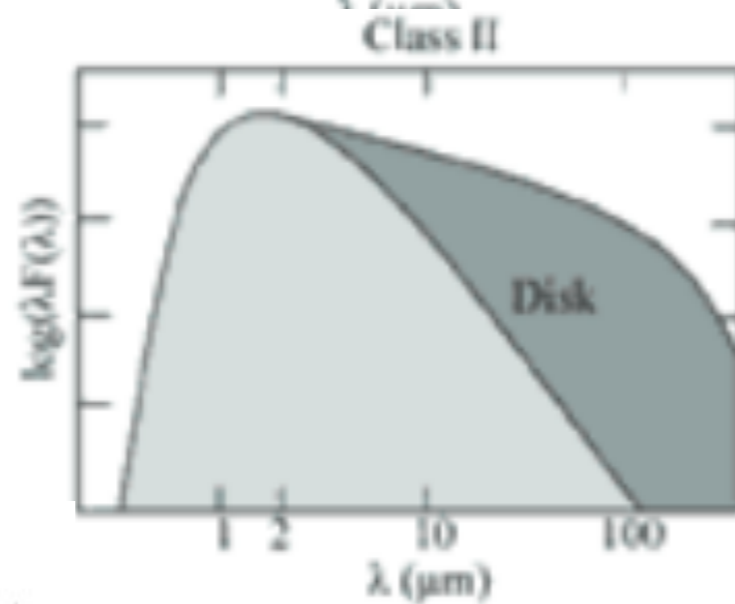
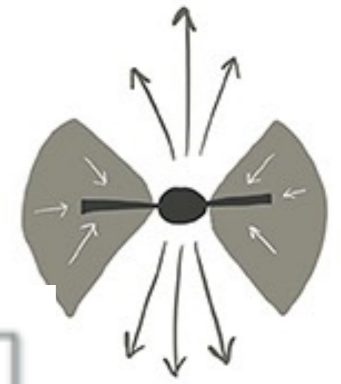
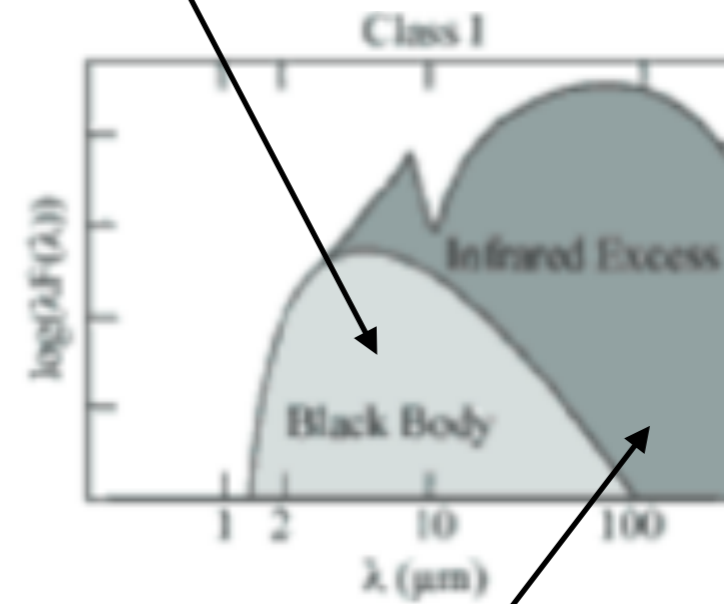
emisión del "core"
(todavía no hay proto-estrella)

C Protostar

B Prestellar core



emisión de la proto-estrella



D T Tauri star



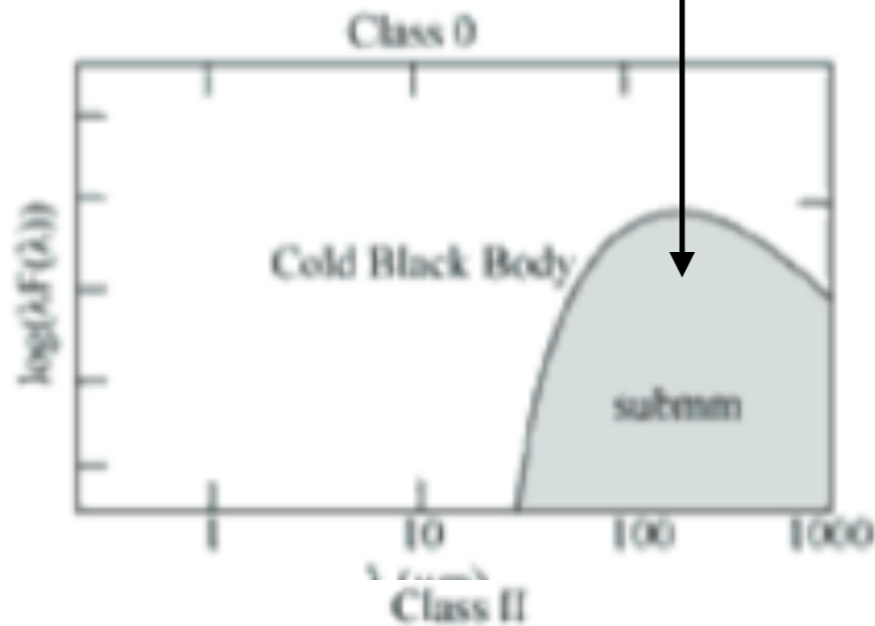
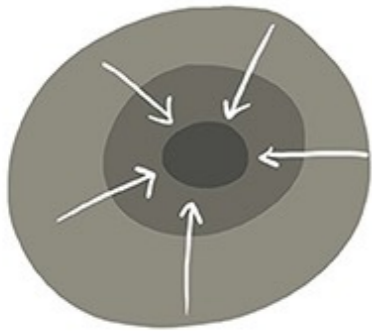
emisión del disco
(exceso Infra-Rojo ->
Cuerpo negro + frío)

Formación estelar

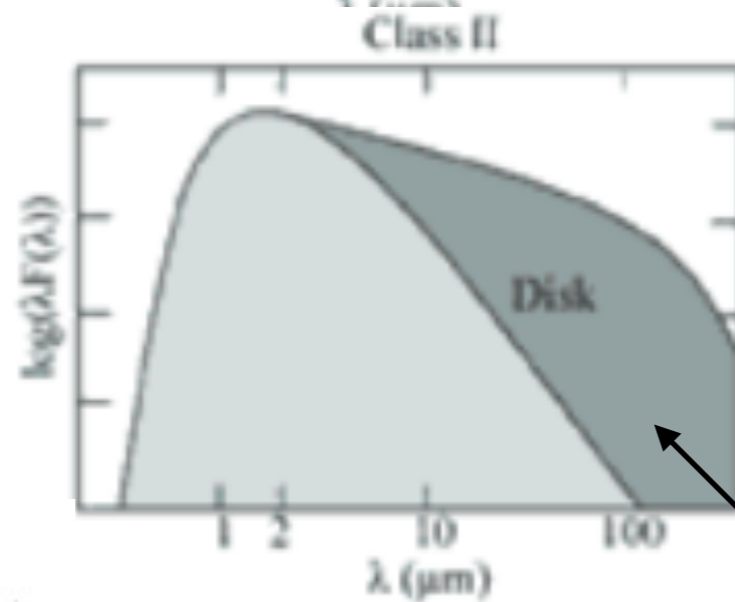
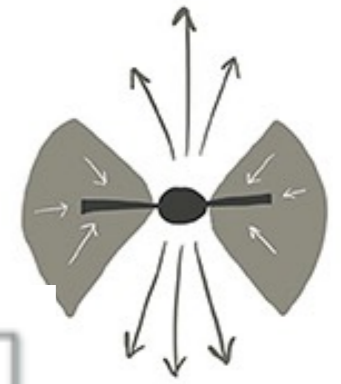
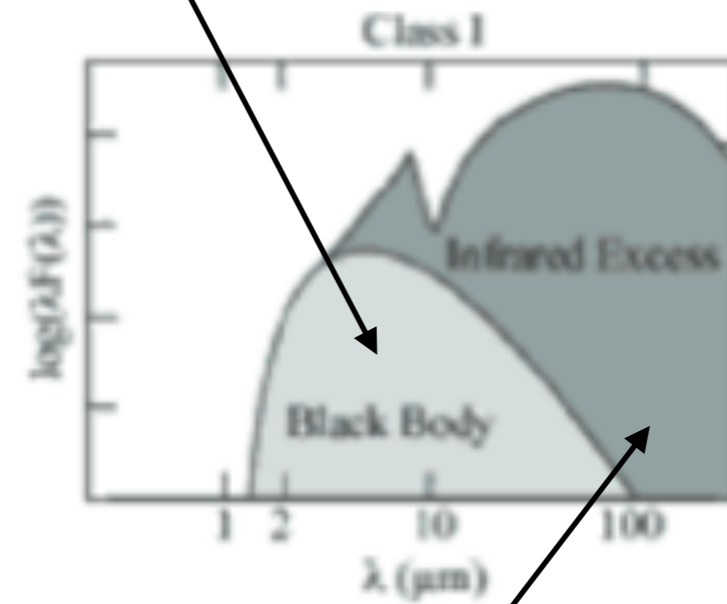
emisión del "core"
(todavía no hay proto-estrella)

C Protostar

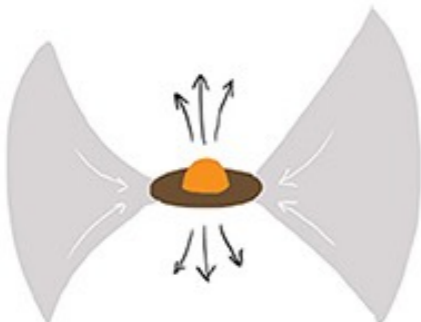
B Prestellar core



emisión de la proto-estrella



D T Tauri star



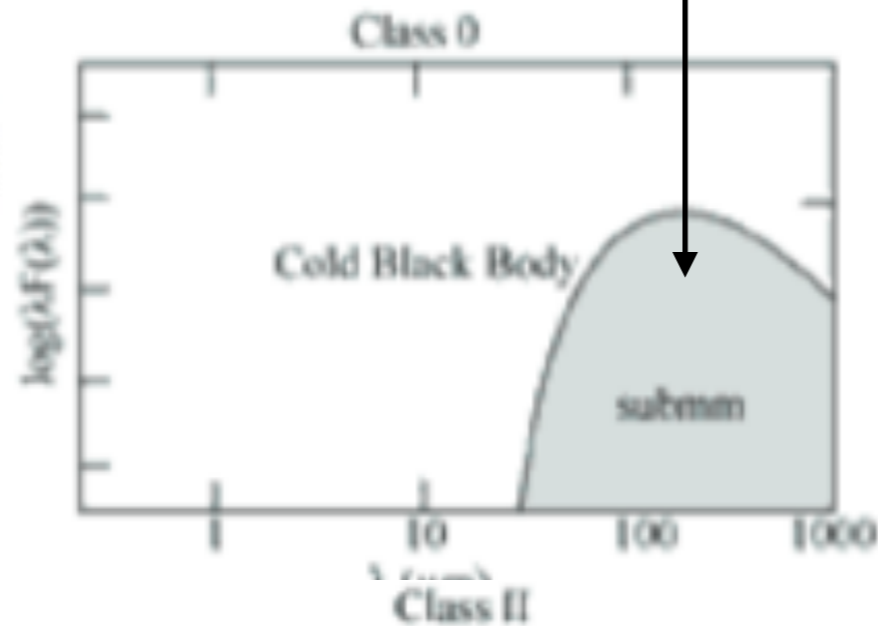
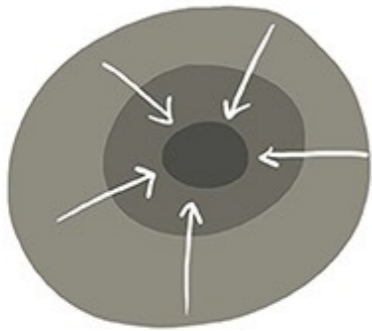
emisión del disco
(exceso Infra-Rojo ->
Cuerpo negro + frío)

Formación estelar

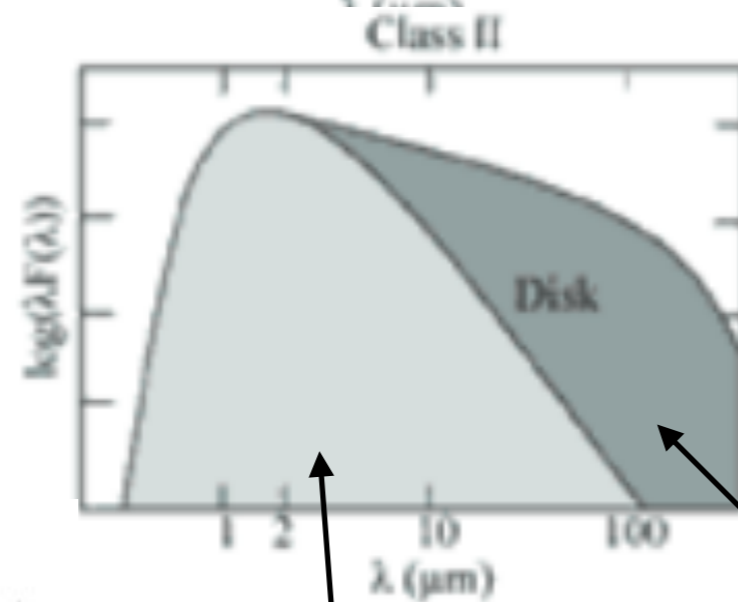
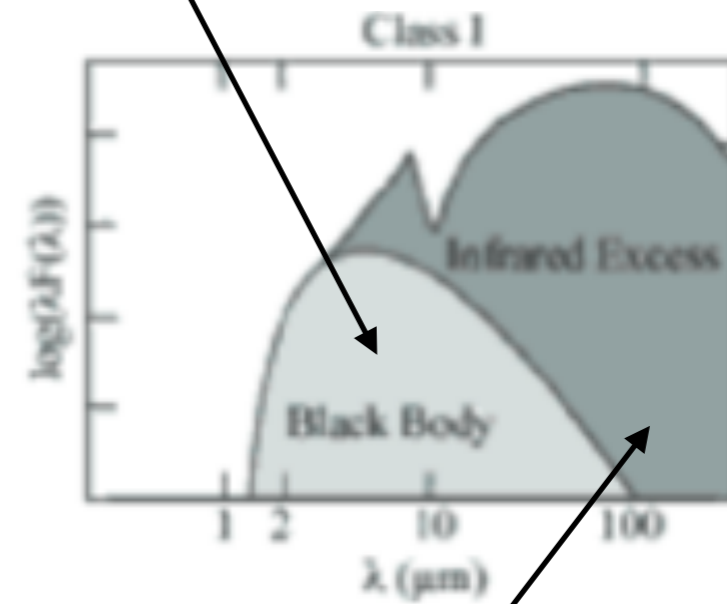
emisión del "core"
(todavía no hay proto-estrella)

C Protostar

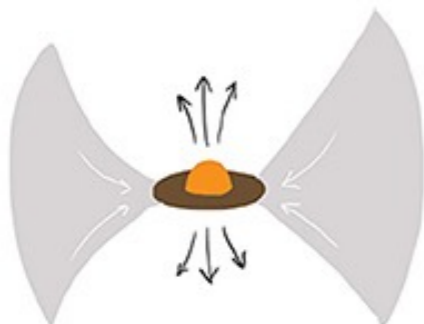
B Prestellar core



emisión de la proto-estrella

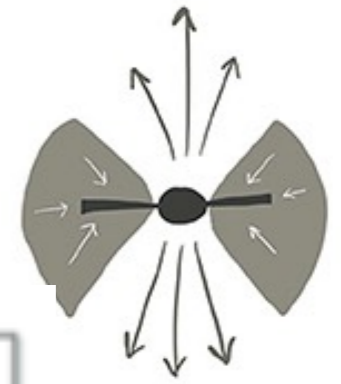


D T Tauri star



emisión del disco
(exceso Infra-Rojo ->
Cuerpo negro +frío)

emisión de la proto-estrella

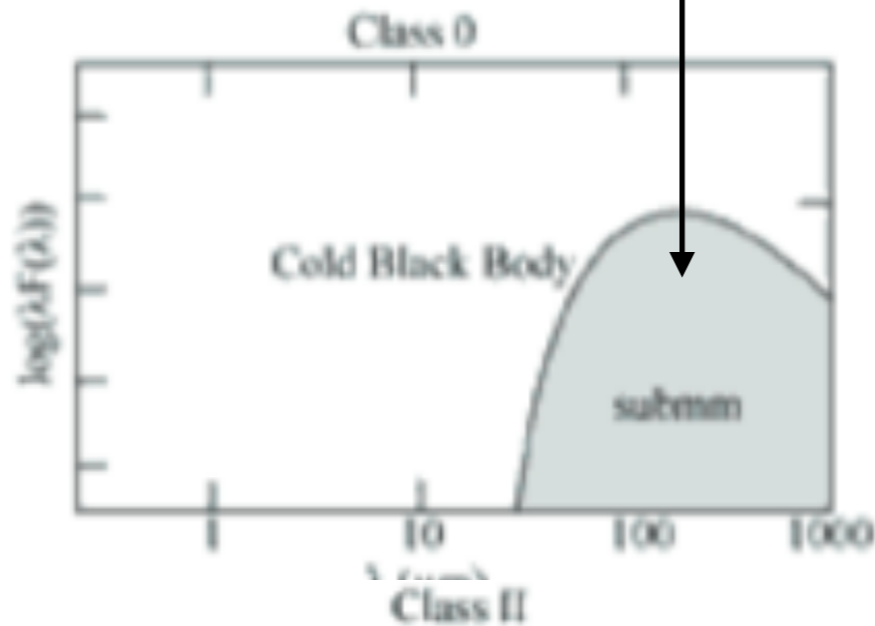
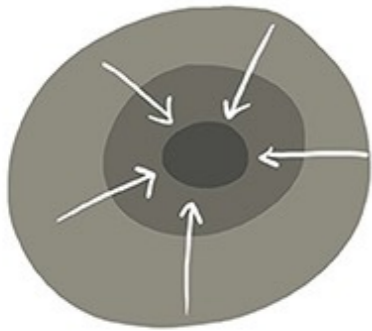


Formación estelar

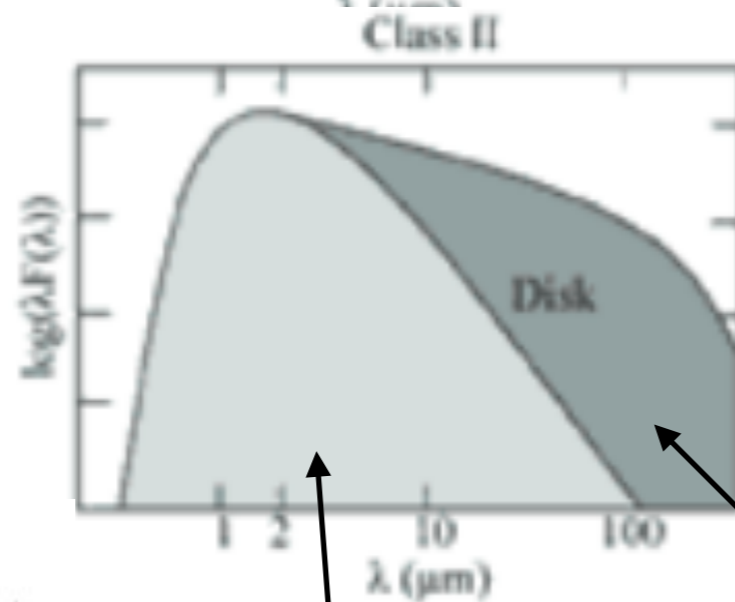
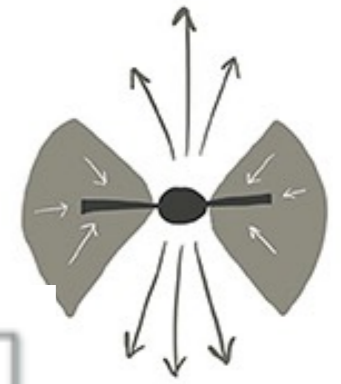
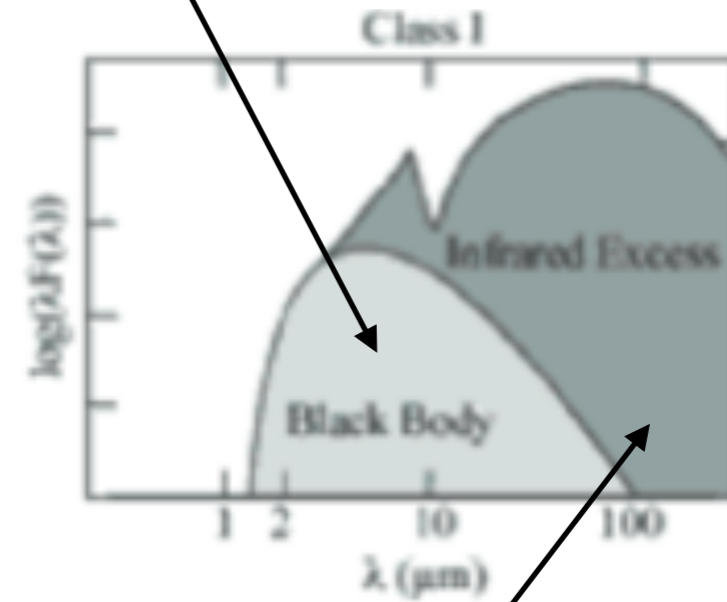
emisión del "core"
(todavía no hay proto-estrella)

C Protostar

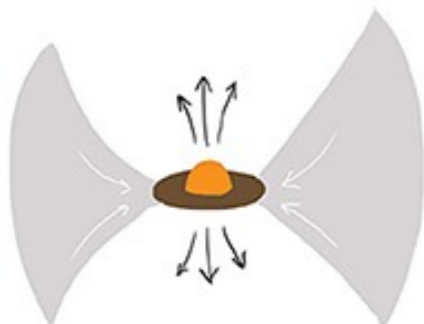
B Prestellar core



emisión de la proto-estrella



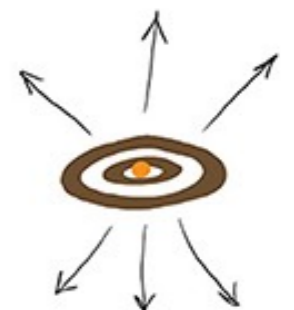
D T Tauri star



emisión del disco
(exceso Infra-Rojo ->
Cuerpo negro + frío)

emisión de la proto-estrella

E Pre-main sequence star

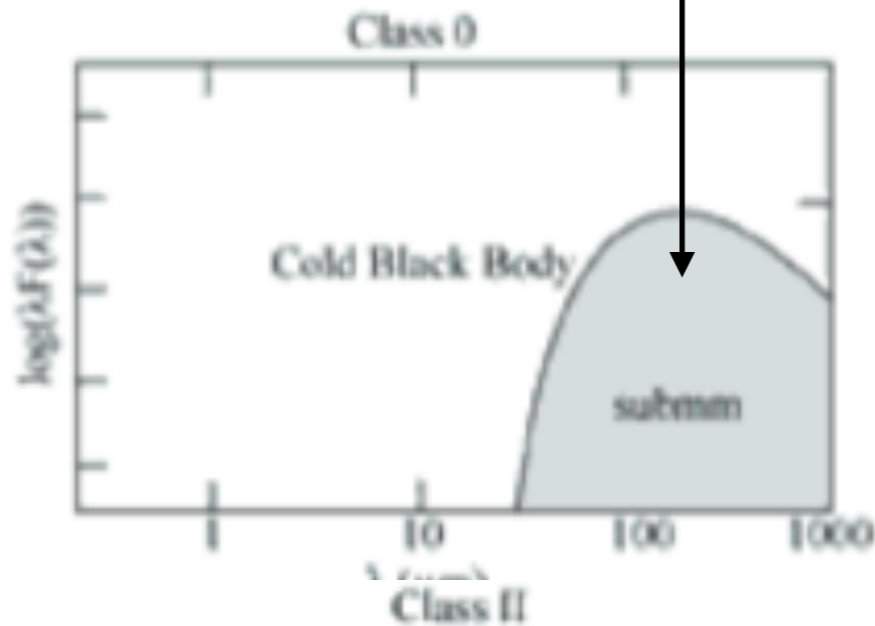
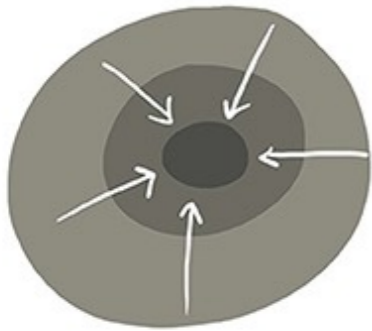


Formación estelar

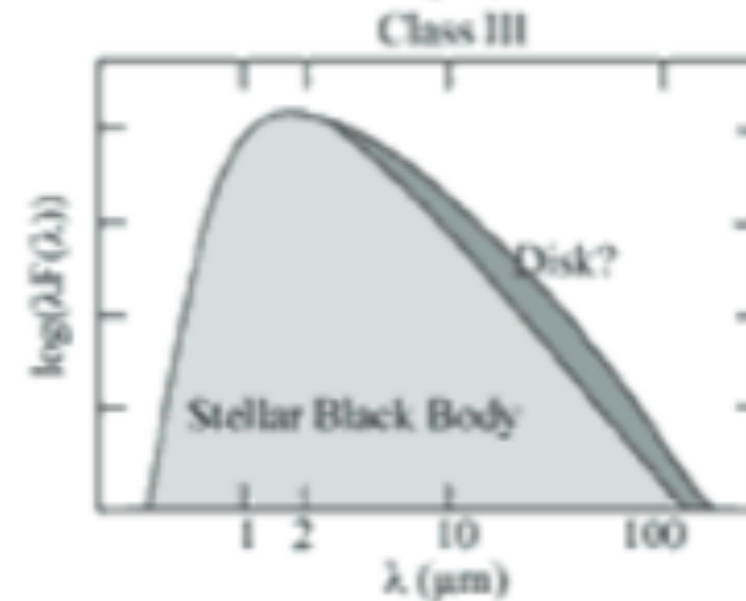
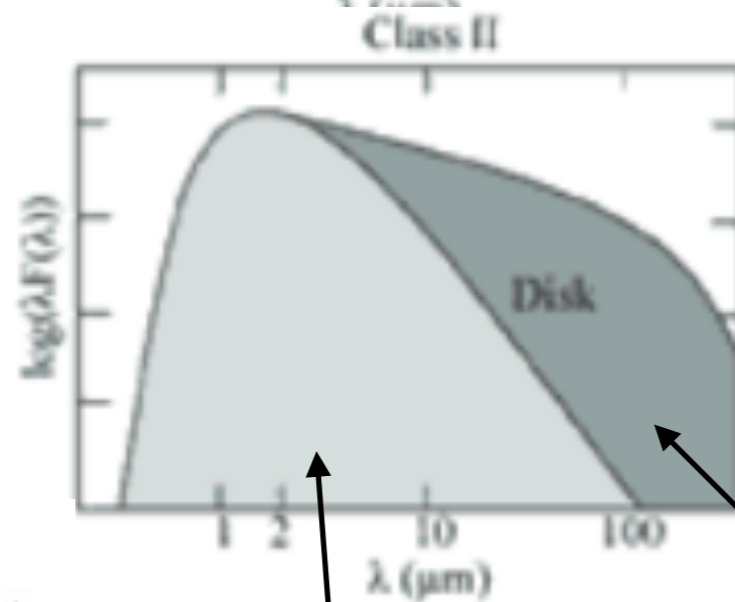
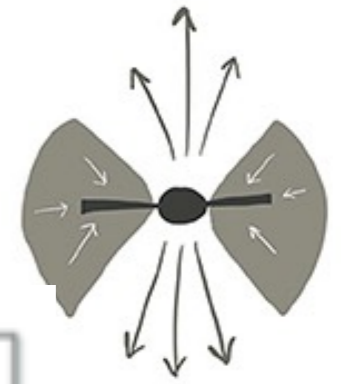
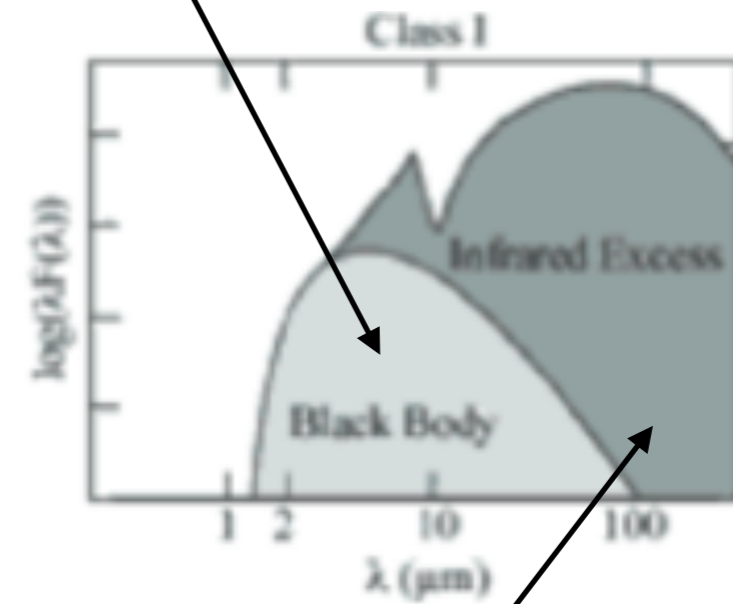
emisión del "core"
(todavía no hay proto-estrella)

C Protostar

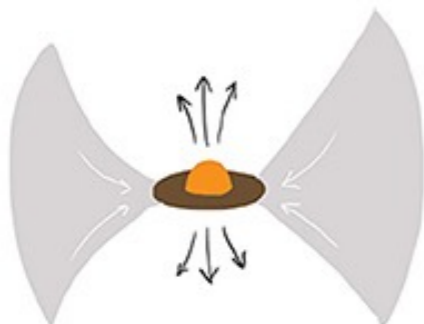
B Prestellar core



emisión de la proto-estrella



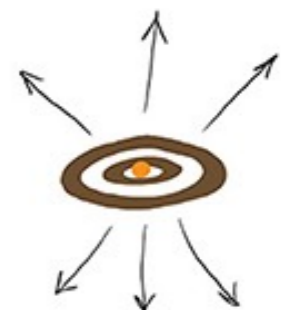
D T Tauri star



emisión del disco
(exceso Infra-Rojo ->
Cuerpo negro + frío)

emisión de la proto-estrella

E Pre-main sequence star



Evolución Pre-Secuencia Principal

Evolución Pre-Secuencia Principal

- En esta etapa la estrella está colapsando, no hay fusión todavía

Evolución Pre-Secuencia Principal

- En esta etapa la estrella está colapsando, no hay fusión todavía
- La energía proviene del colapso gravitatorio -> ocurre en la escala de tiempo dinámica o de colapso (free-fall)
- La evolución por las tray de Hayashi ocurre en la escala de t térmica

Evolución Pre-Secuencia Principal

- En esta etapa la estrella está colapsando, no hay fusión todavía
- La energía proviene del colapso gravitatorio -> ocurre en la escala de tiempo dinámica o de colapso (free-fall)
- La evolución por las tray de Hayashi ocurre en la escala de t térmica

Table 8.1 Evolutionary lifetimes (years)

M/M_{\odot}	1-2	2-3	3-4	4-5
15	6.7(2)	2.6(4)	1.3(4)	6.0(3)
9	1.4(3)	7.8(4)	2.3(4)	1.8(4)
5	2.9(4)	2.8(5)	7.4(4)	6.8(4)
3	2.1(5)	1.0(6)	2.2(5)	2.8(5)
2.25	5.9(5)	2.2(6)	5.0(5)	6.7(5)
1.5	2.4(6)	6.3(6)	1.8(6)	3.0(6)
1.25	4.0(6)	1.0(7)	3.5(6)	1.0(7)
1.0	8.9(6)	1.6(7)	8.9(6)	1.6(7)
0.5	1.6(8)			

Note: powers of 10 are given in parentheses.

Evolución Pre-Secuencia Principal

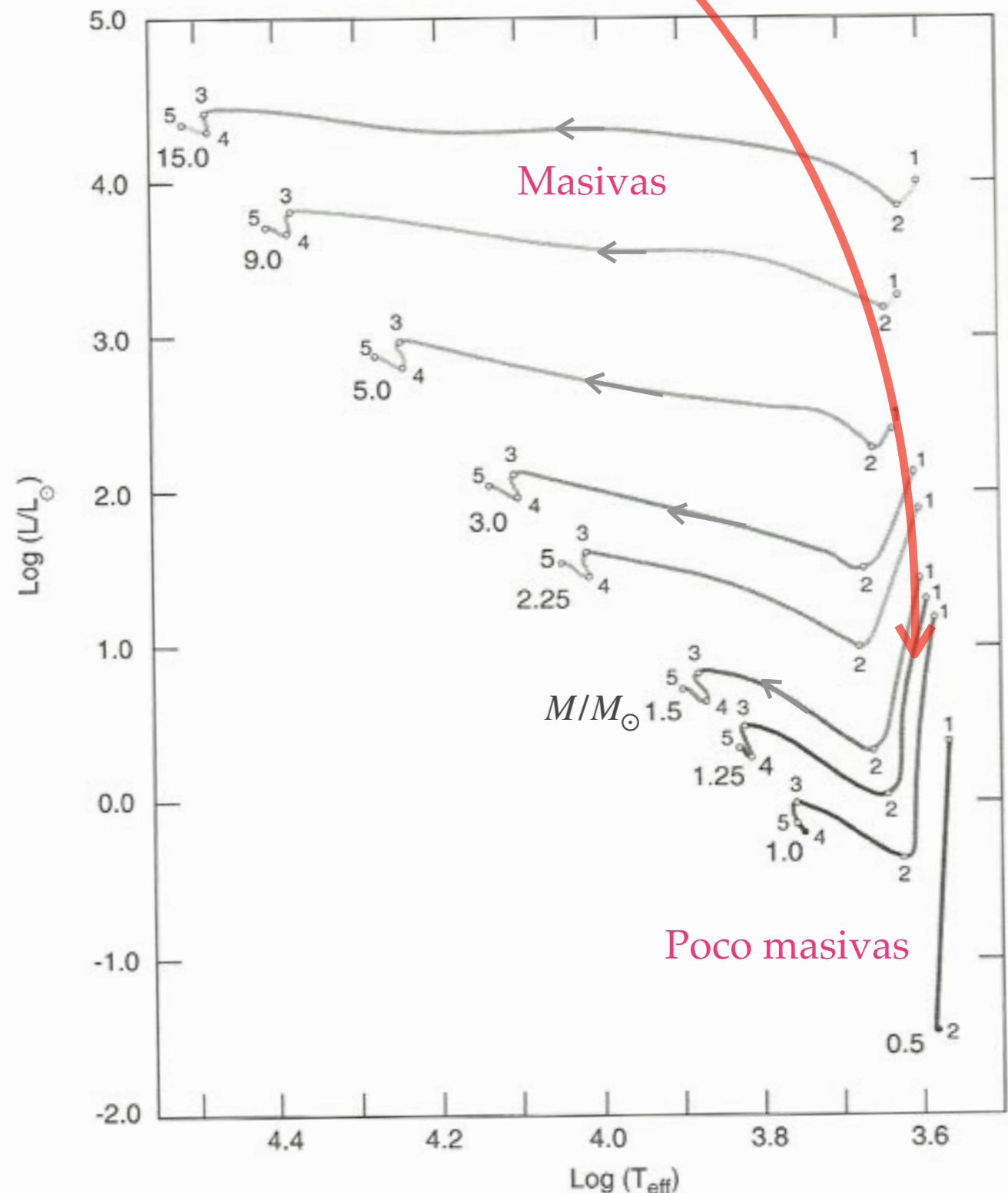
- En esta etapa la estrella está colapsando no hay fusión todavía
- La energía proviene del colapso gravitatorio -> ocurre en la escala de tiempo dinámica o de colapso (free-fall)
- La evolución por las tray de Hayashi ocurre en la escala de t térmica

Table 8.1 Evolutionary lifetimes (years)

M/M_{\odot}	1-2	2-3	3-4	4-5
15	6.7(2)	2.6(4)	1.3(4)	6.0(3)
9	1.4(3)	7.8(4)	2.3(4)	1.8(4)
5	2.9(4)	2.8(5)	7.4(4)	6.8(4)
3	2.1(5)	1.0(6)	2.2(5)	2.8(5)
2.25	5.9(5)	2.2(6)	5.0(5)	6.7(5)
1.5	2.4(6)	6.3(6)	1.8(6)	3.0(6)
1.25	4.0(6)	1.0(7)	3.5(6)	1.0(7)
1.0	8.9(6)	1.6(7)	8.9(6)	1.6(7)
0.5	1.6(8)			

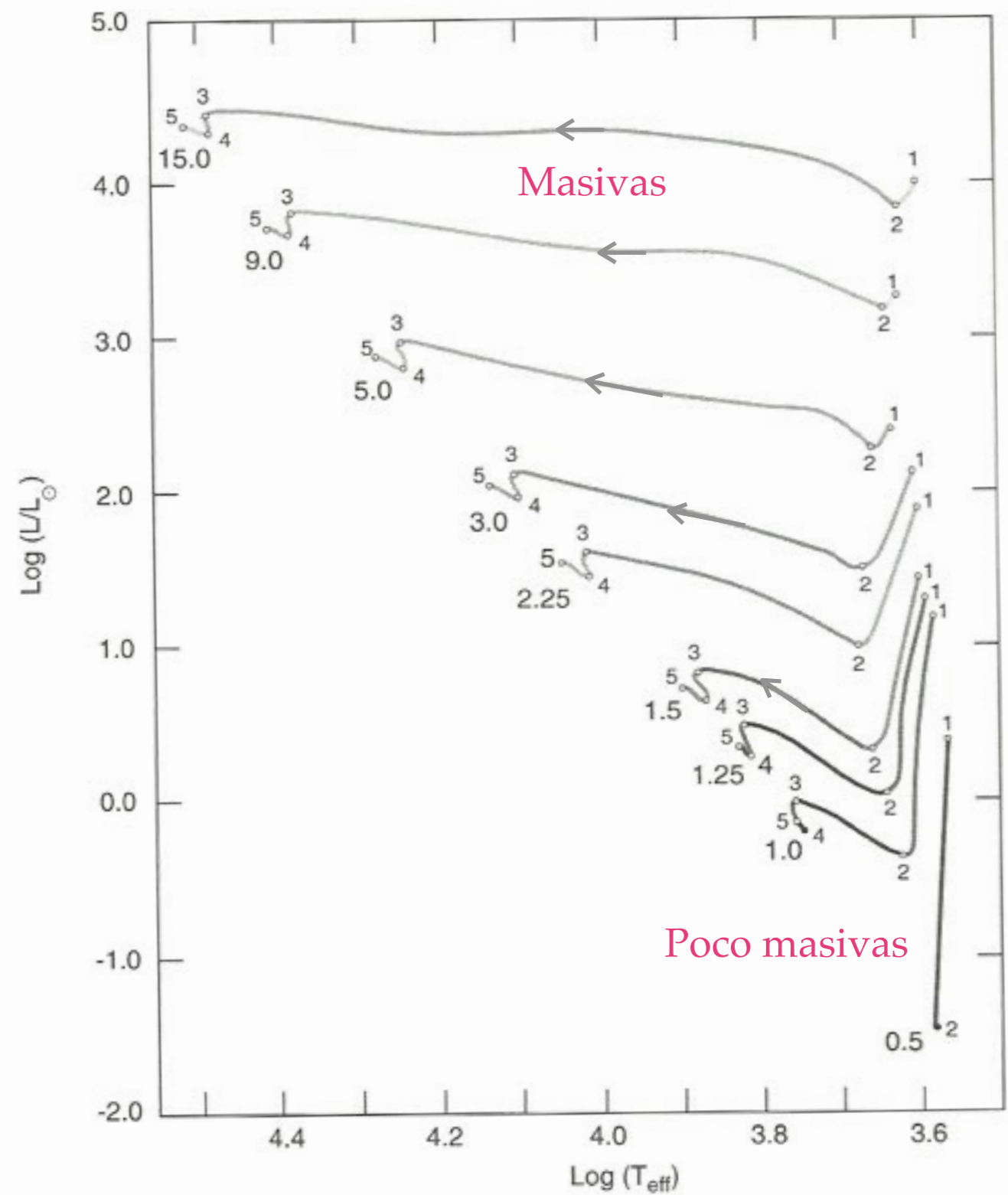
Note: powers of 10 are given in parentheses.

Trayectorias de Hayashi



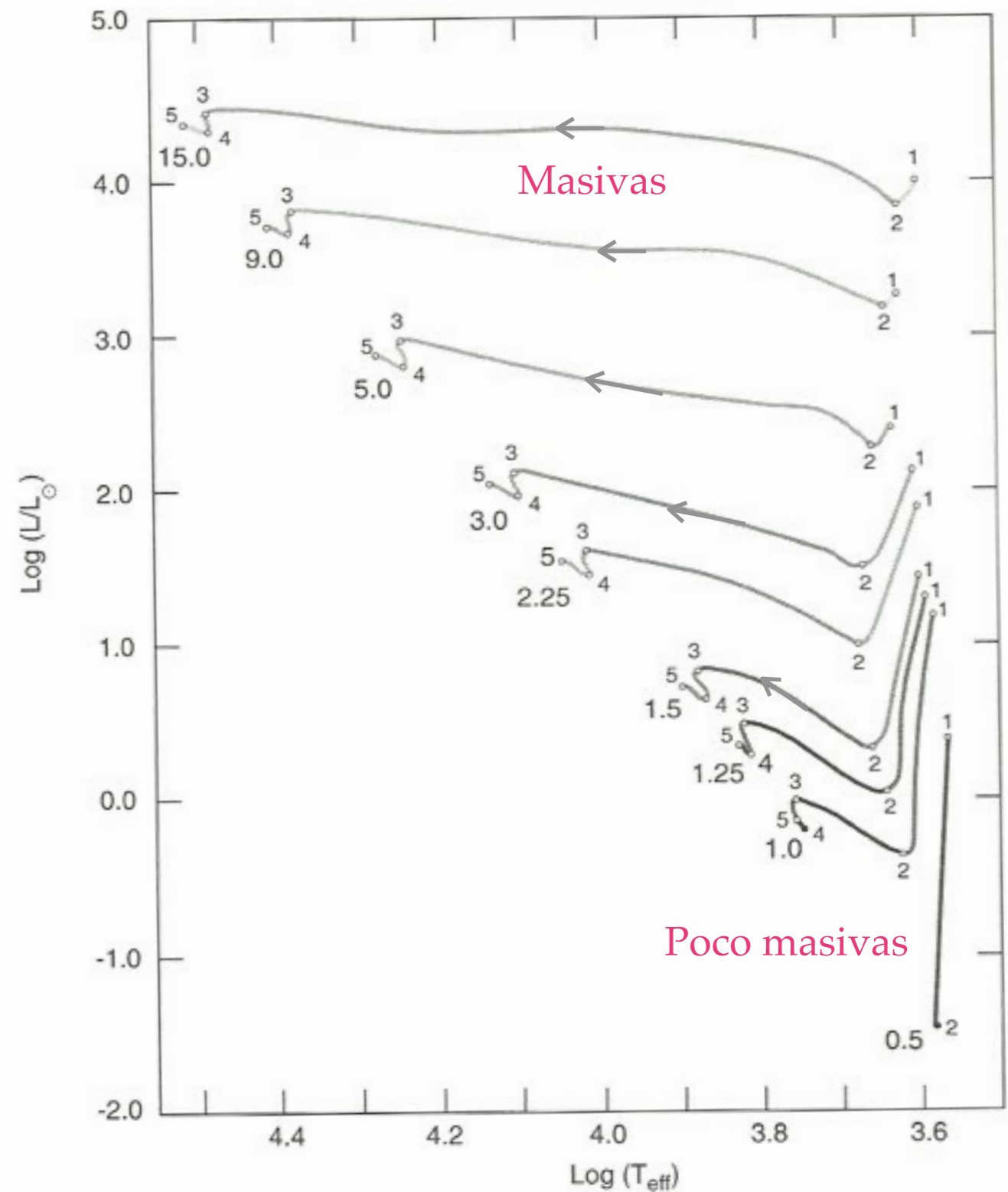
La evolución es más rápida y “horizontal” para estrellas más masivas

Secuencia Principal



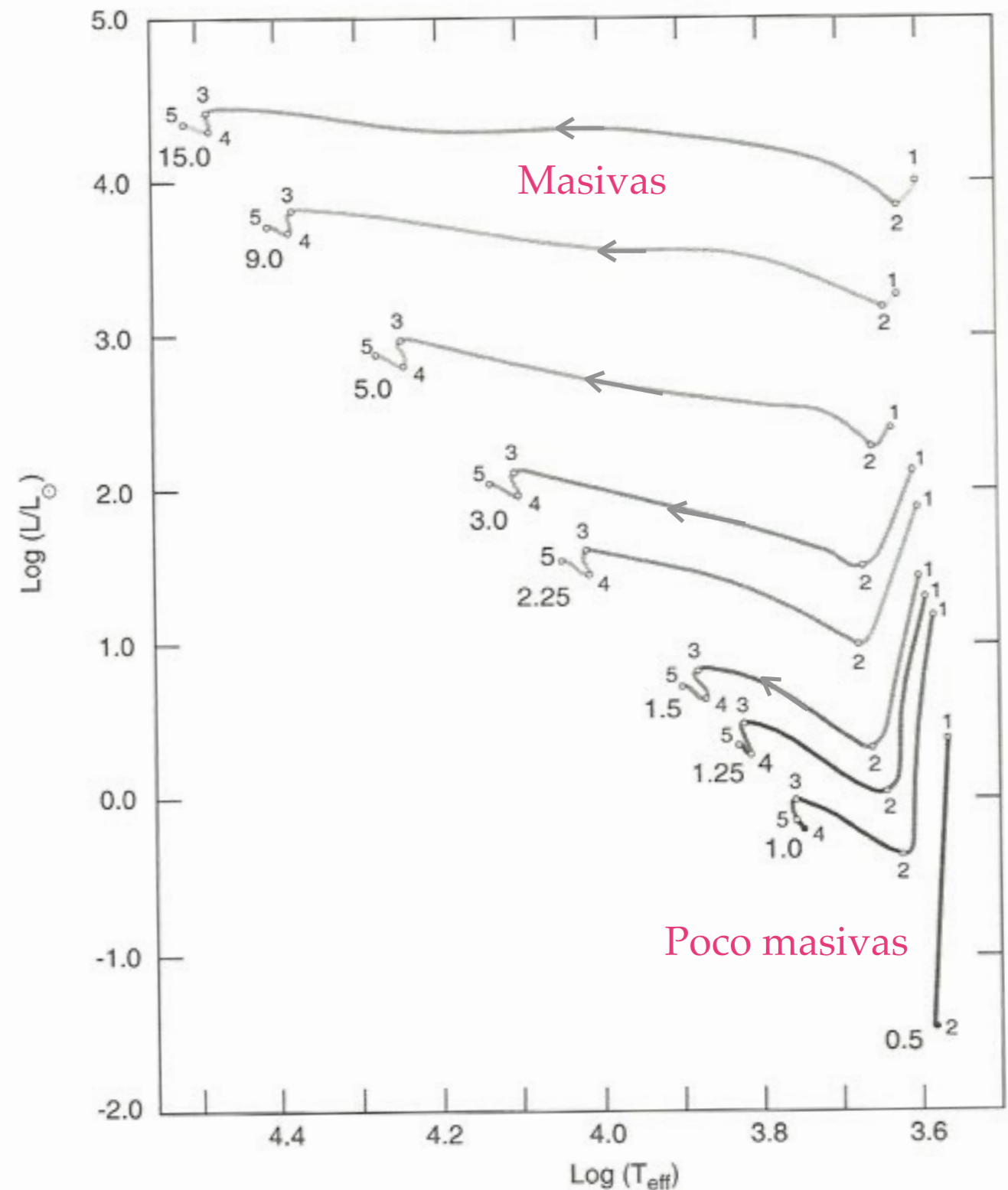
Secuencia Principal

- Si la estrella tiene suficiente masa ($M \gtrsim 0.072M_{\odot}$) el colapso se detiene al alcanzarse la T y P suficiente en el núcleo para que inicie la fusión estable de H



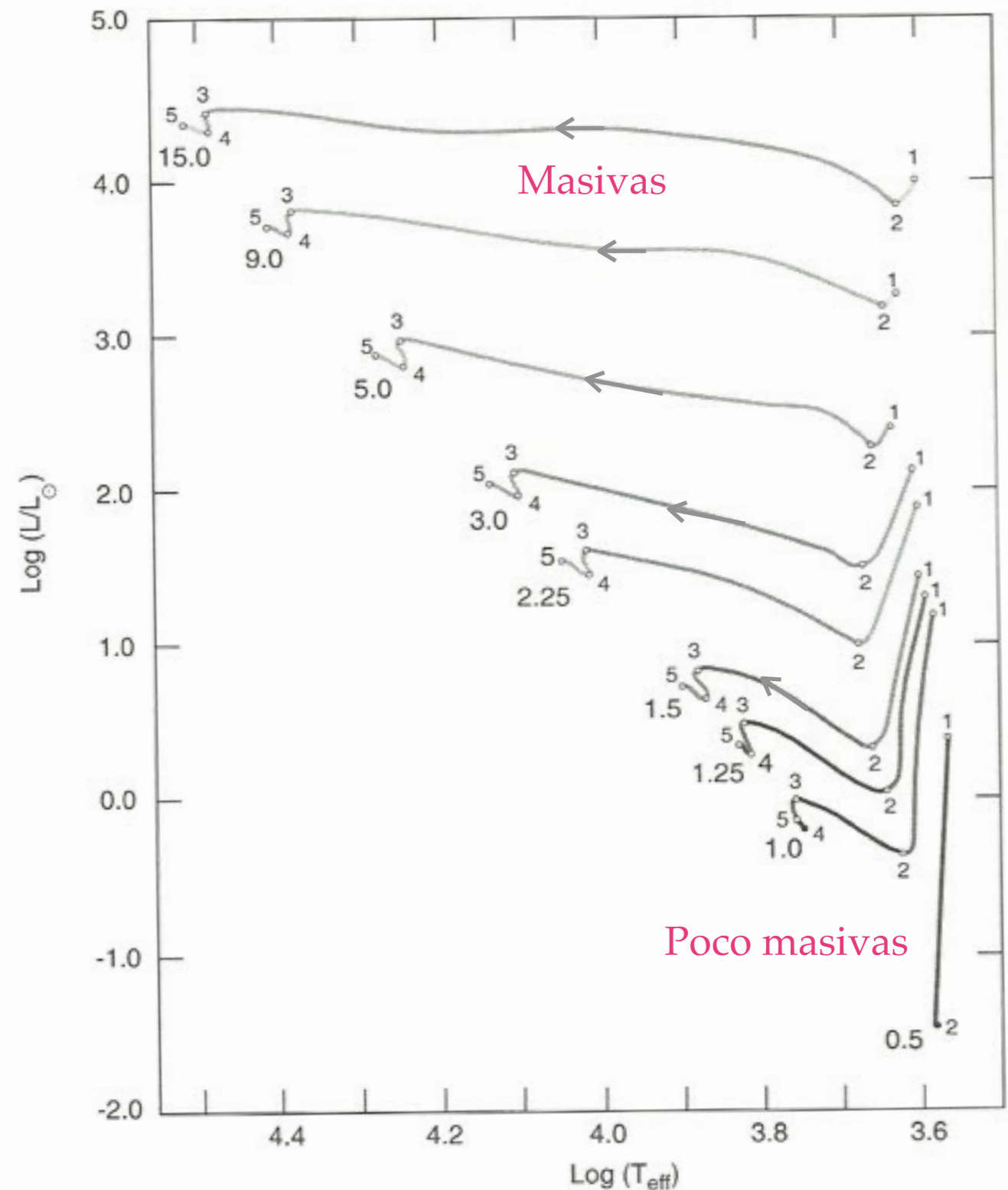
Secuencia Principal

- Si la estrella tiene suficiente masa ($M \gtrsim 0.072M_{\odot}$) el colapso se detiene al alcanzarse la T y P suficiente en el núcleo para que inicie la fusión estable de H
- En ese momento la estrella “entró” a la Secuencia Principal



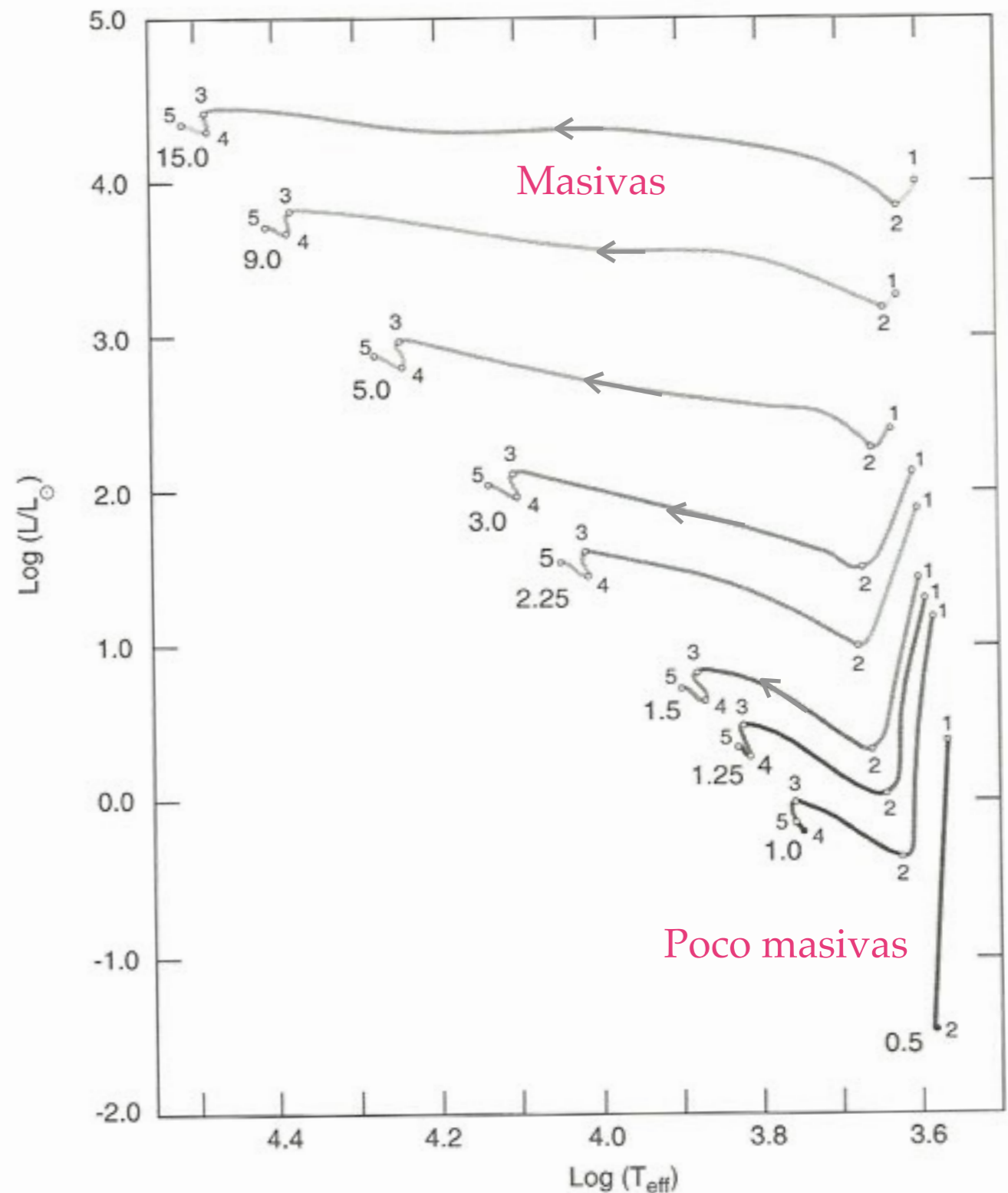
Secuencia Principal

- Si la estrella tiene suficiente masa ($M \gtrsim 0.072M_{\odot}$) el colapso se detiene al alcanzarse la T y P suficiente en el núcleo para que inicie la fusión estable de H
- En ese momento la estrella “entró” a la Secuencia Principal
- El **locus** que ocupan en el diagrama H-R estrellas de diferente masa **en el instante en que entran en la SP se llama “Secuencia Principal de Edad Cero”** (ZAMS=Zero Age Main Sequence en inglés)



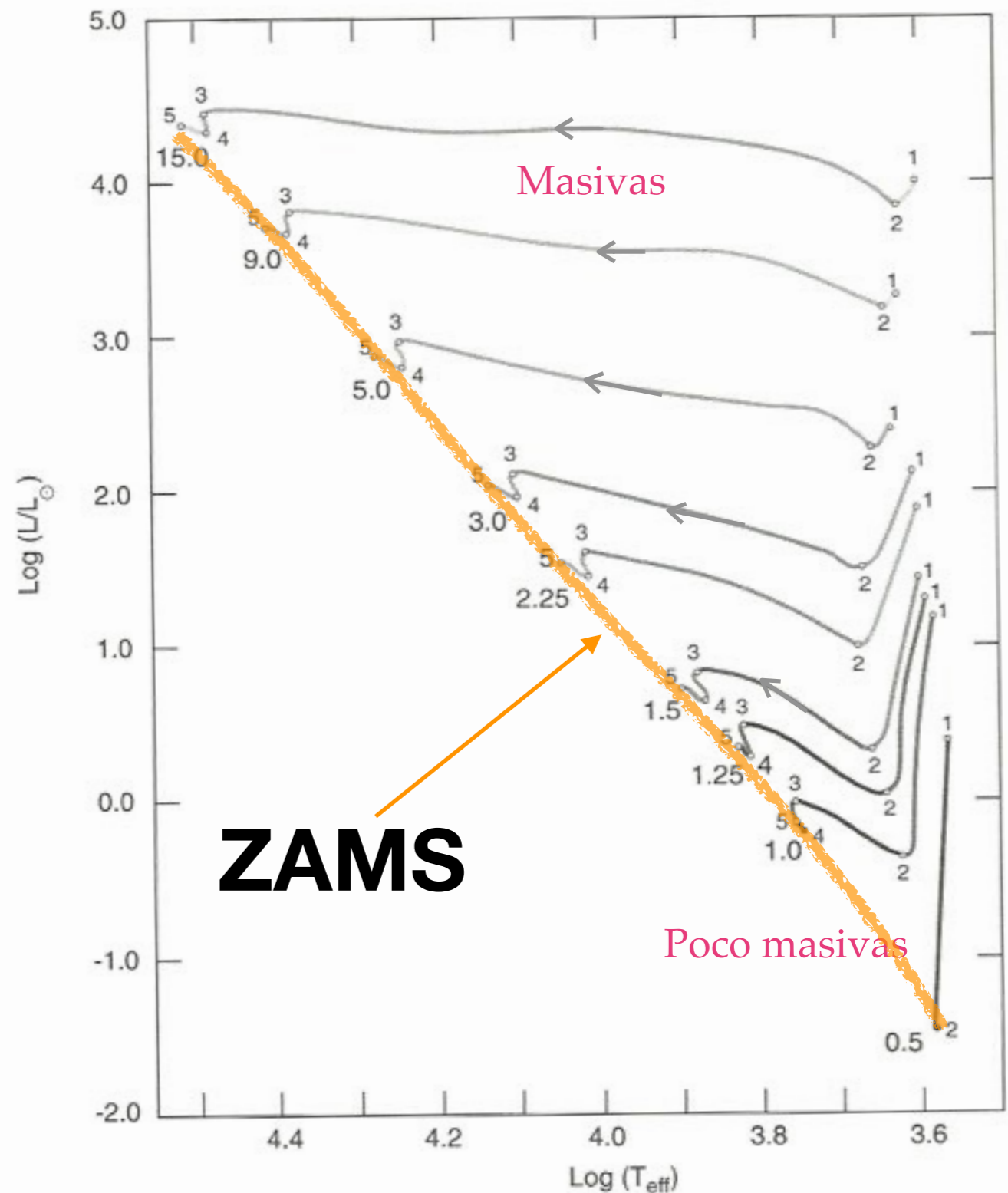
Secuencia Principal

- Si la estrella tiene suficiente masa ($M \gtrsim 0.072M_{\odot}$) el colapso se detiene al alcanzarse la T y P suficiente en el núcleo para que inicie la fusión estable de H
- En ese momento la estrella “entró” a la Secuencia Principal
- El **locus** que ocupan en el diagrama H-R estrellas de diferente masa **en el instante en que entran en la SP se llama “Secuencia Principal de Edad Cero”** (ZAMS=Zero Age Main Sequence en inglés)
- La presión de radiación se vuelve tan grande a altas masas que impone el límite superior de la estrella más masiva posible (teo~ $120M_{\odot}$ -> obs $150M_{\odot}$)

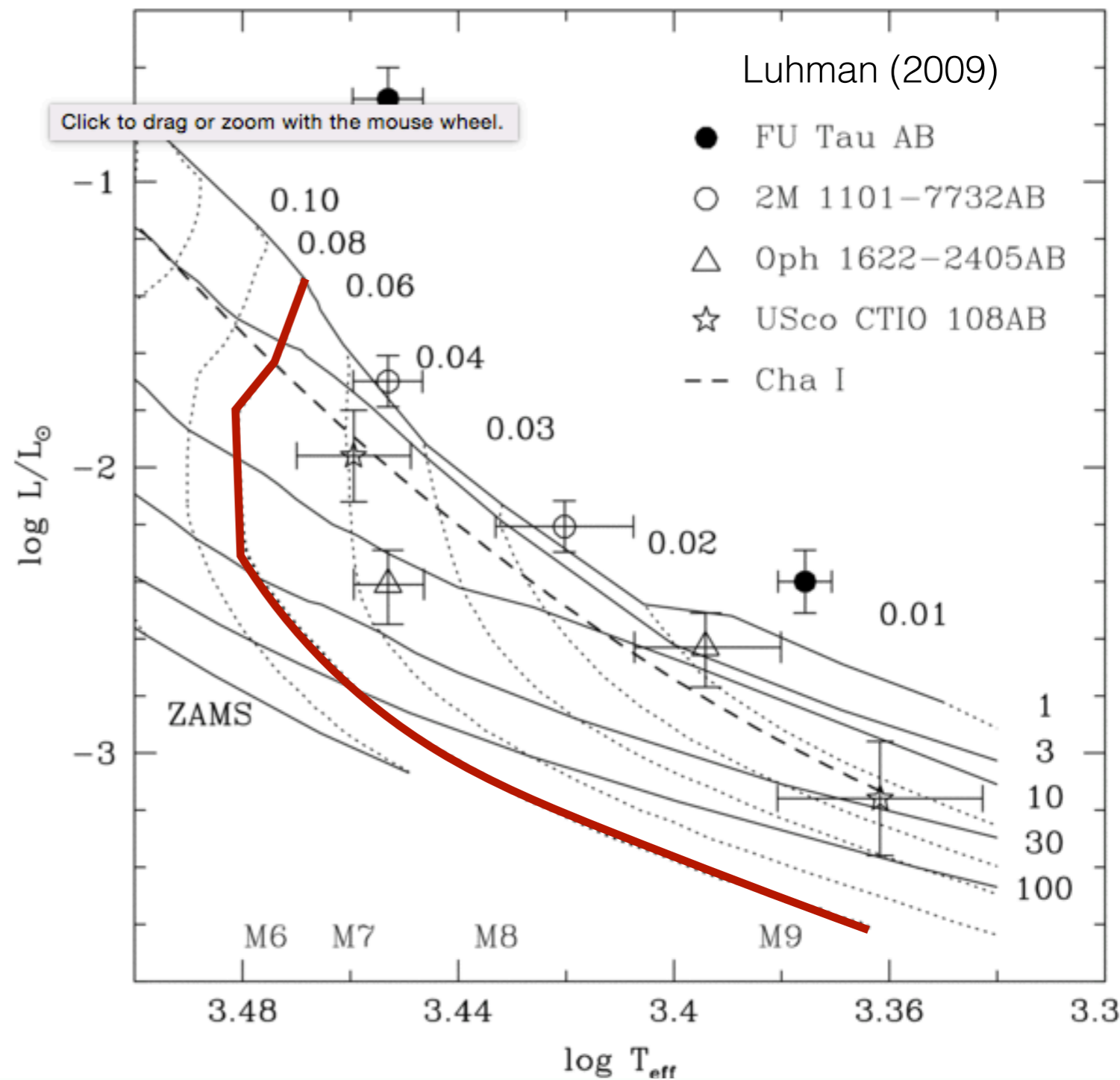


Secuencia Principal

- Si la estrella tiene suficiente masa ($M \gtrsim 0.072M_{\odot}$) el colapso se detiene al alcanzarse la T y P suficiente en el núcleo para que inicie la fusión estable de H
- En ese momento la estrella “entró” a la Secuencia Principal
- El **locus** que ocupan en el diagrama H-R estrellas de diferente masa **en el instante en que entran en la SP se llama “Secuencia Principal de Edad Cero”** (ZAMS=Zero Age Main Sequence en inglés)
- La presión de radiación se vuelve tan grande a altas masas que impone el límite superior de la estrella más masiva posible (teo~ $120M_{\odot}$ -> obs $150M_{\odot}$)



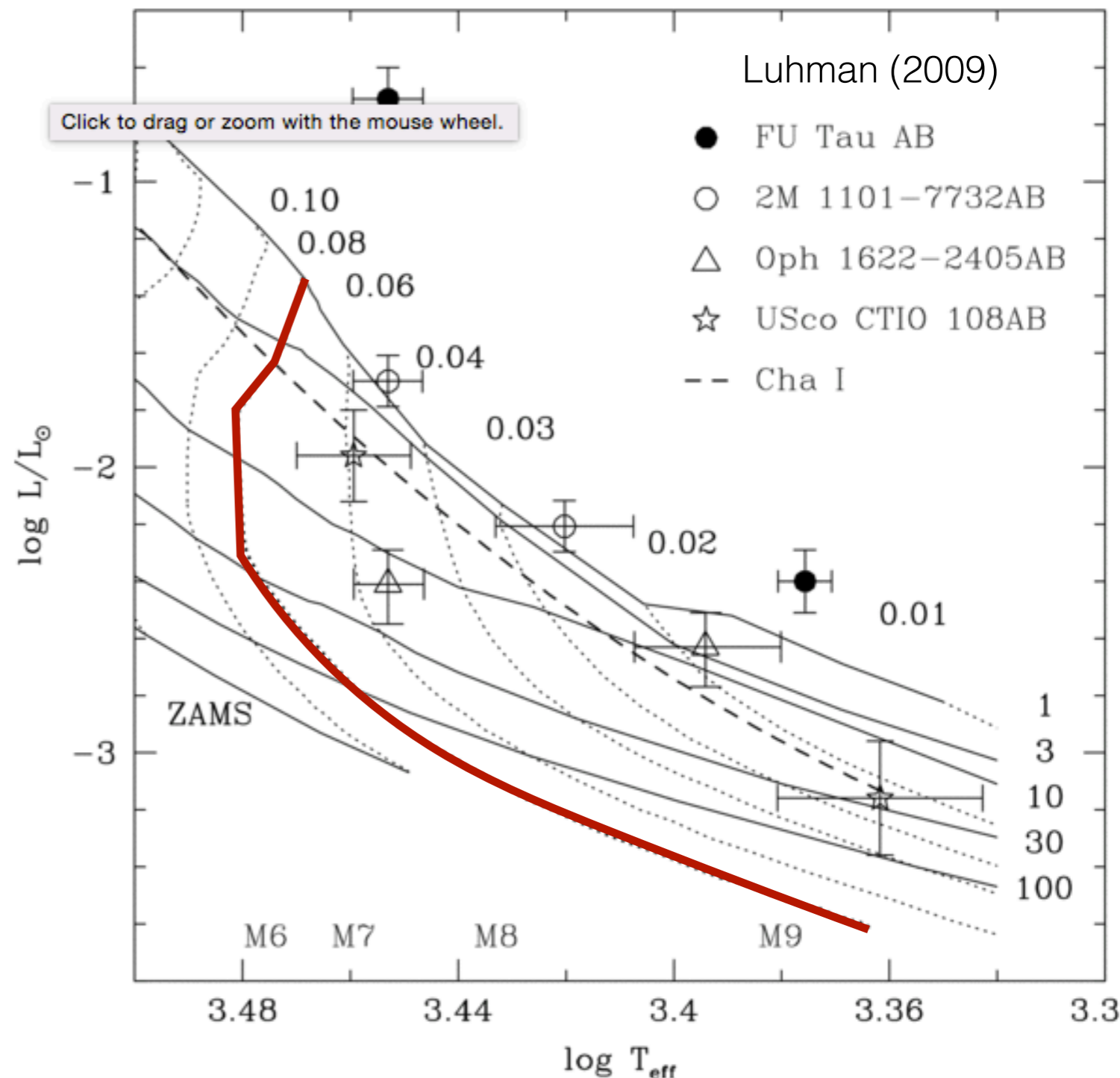
Enanas Marrones - Objetos Sub-estelares



- Límite $M \sim 0.015M_{\odot}$ entre enana marrón y planeta se toma como el de la quema de ${}^2\text{H}$

Enanas Marrones - Objetos Sub-estelares

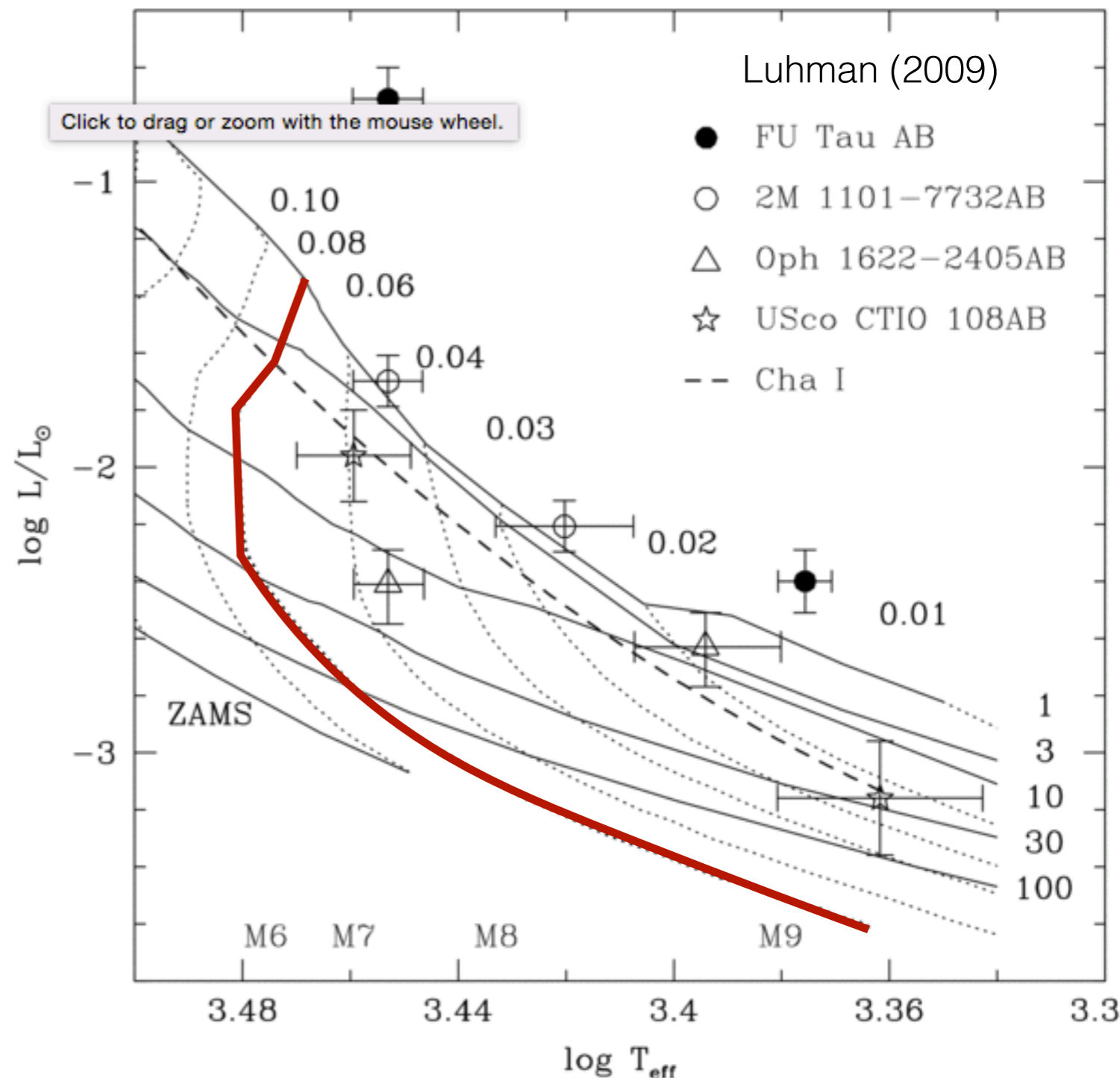
- Si la estrella NO tiene suficiente masa ($M < 0.08M_{\odot}$) el colapso NO se detiene



- Límite $M \sim 0.015M_{\odot}$ entre enana marrón y planeta se toma como el de la quema de ${}^2\text{H}$

Enanas Marrones - Objetos Sub-estelares

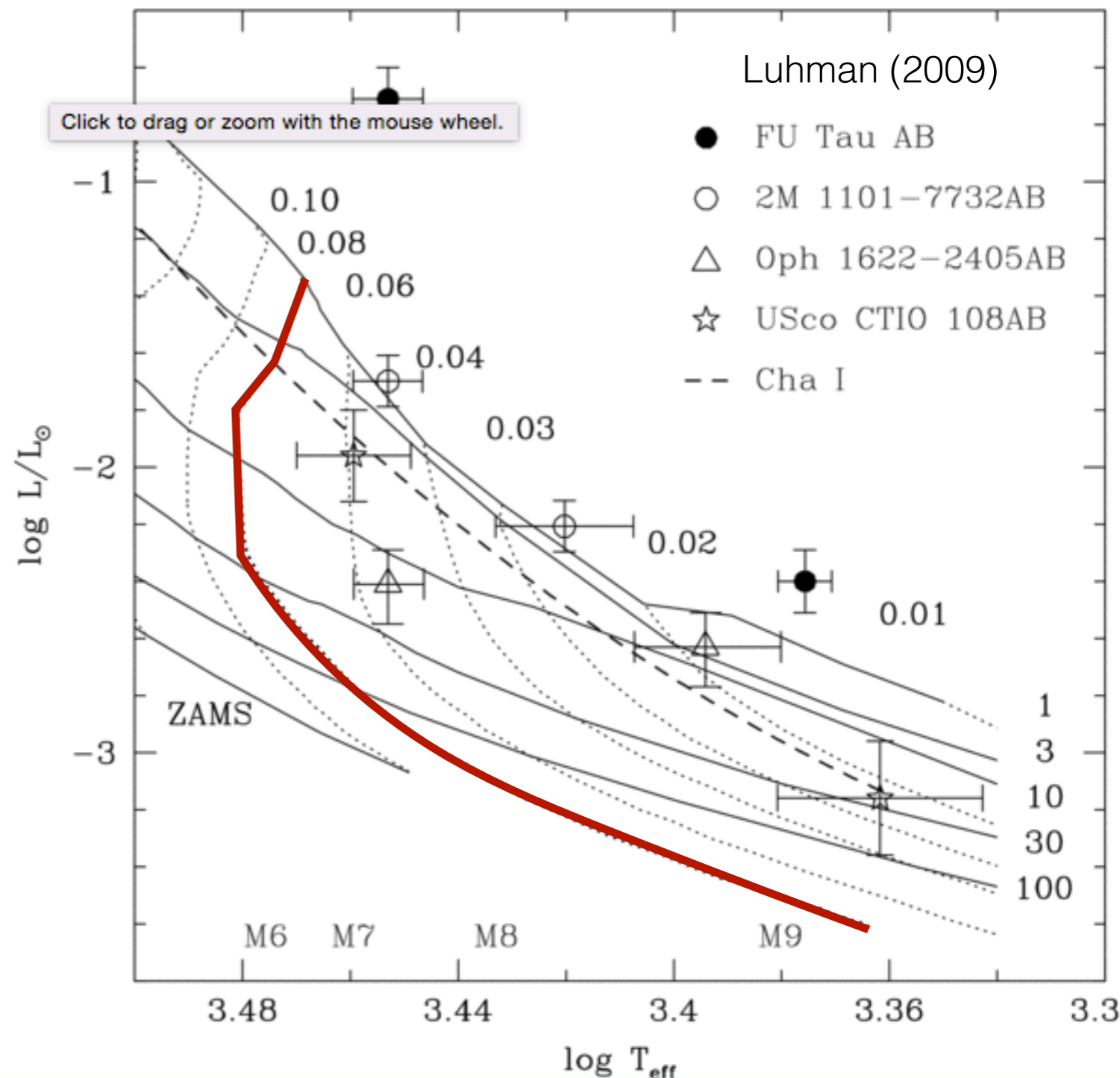
- Si la estrella NO tiene suficiente masa ($M < 0.08M_{\odot}$) el colapso NO se detiene
- **La estrella nunca logra alcanzar la T y P suficiente para que inicie la fusión de H en el núcleo** y no hay una fuente estable de energía que contrarreste el colapso (mínima quema de Deuterio)



- Límite $M \sim 0.015M_{\odot}$ entre enana marrón y planeta se toma como el de la quema de ${}^2\text{H}$

Enanas Marrones - Objetos Sub-estelares

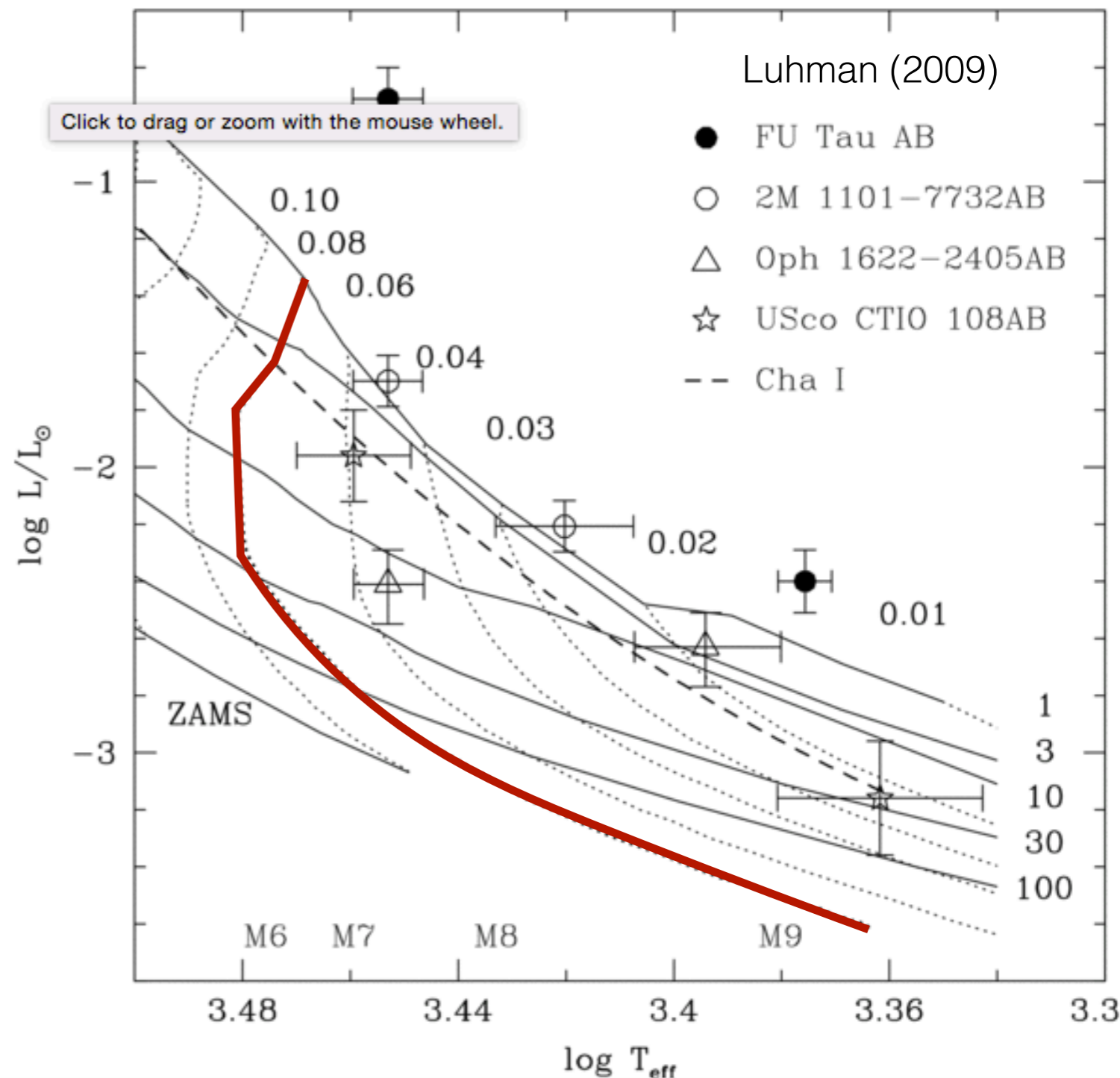
- Si la estrella NO tiene suficiente masa ($M < 0.08M_{\odot}$) el colapso NO se detiene
- **La estrella nunca logra alcanzar la T y P suficiente para que inicie la fusión de H en el núcleo** y no hay una fuente estable de energía que contrarreste el colapso (mínima quema de Deuterio)
- Estos objetos se llaman **Enanas Marrones**. $M \sim 0.08M_{\odot}$ se llama Límite Subestelar



- Límite $M \sim 0.015M_{\odot}$ entre enana marrón y planeta se toma como el de la quema de ${}^2\text{H}$

Enanas Marrones - Objetos Sub-estelares

- Si la estrella NO tiene suficiente masa ($M < 0.08M_{\odot}$) el colapso NO se detiene
- **La estrella nunca logra alcanzar la T y P suficiente para que inicie la fusión de H en el núcleo** y no hay una fuente estable de energía que contrarreste el colapso (mínima quema de Deuterio)
- Estos objetos se llaman **Enanas Marrones**. $M \sim 0.08M_{\odot}$ se llama **Límite Subestelar**
- Las Enanas Marrones nunca llegan a la SP, siguen colapsando asintóticamente hacia la SP sin alcanzarla nunca...

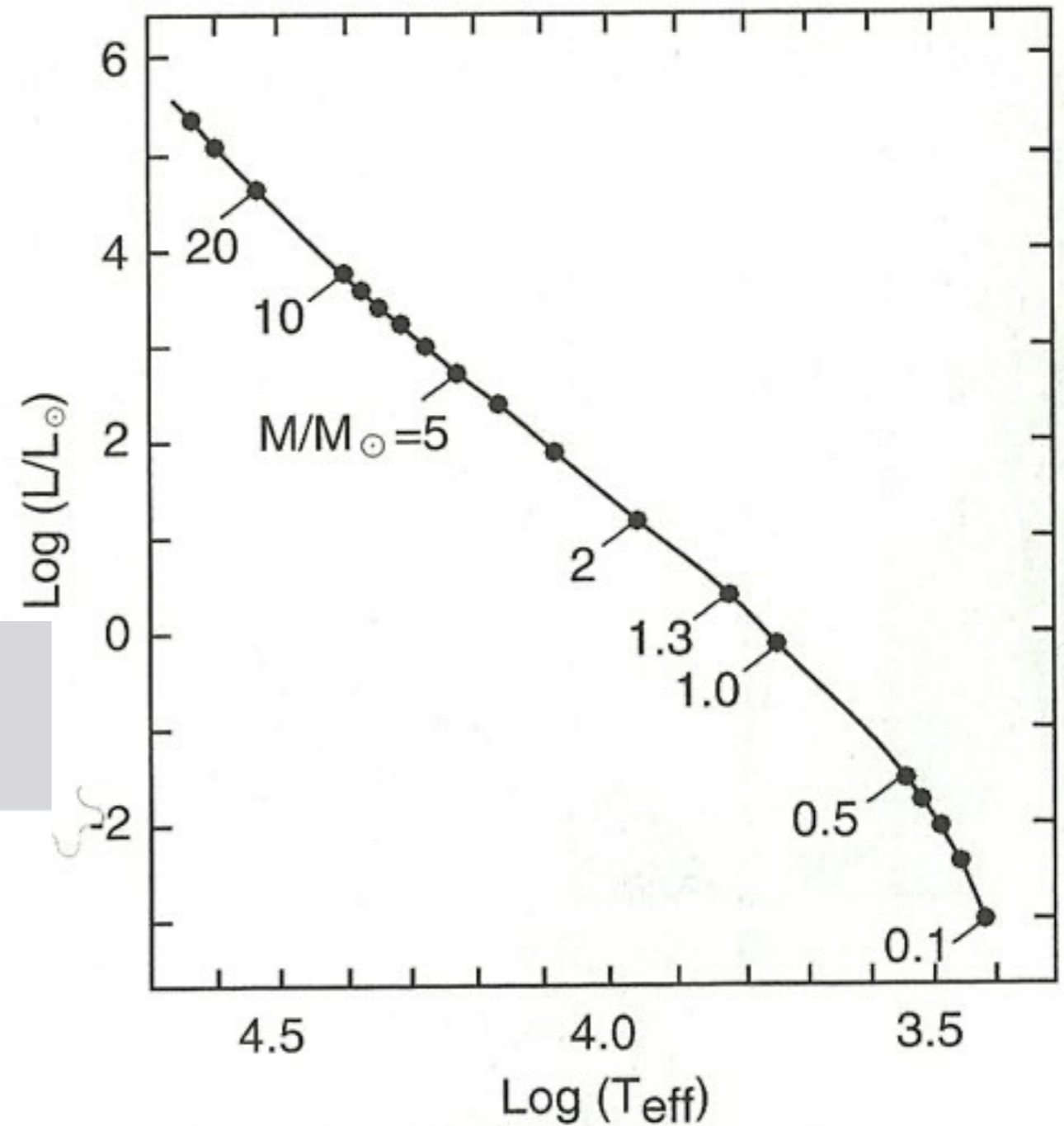


- Límite $M \sim 0.015M_{\odot}$ entre enana marrón y planeta se toma como el de la quema de ${}^2\text{H}$

En la Secuencia Principal

Secuencia Principal

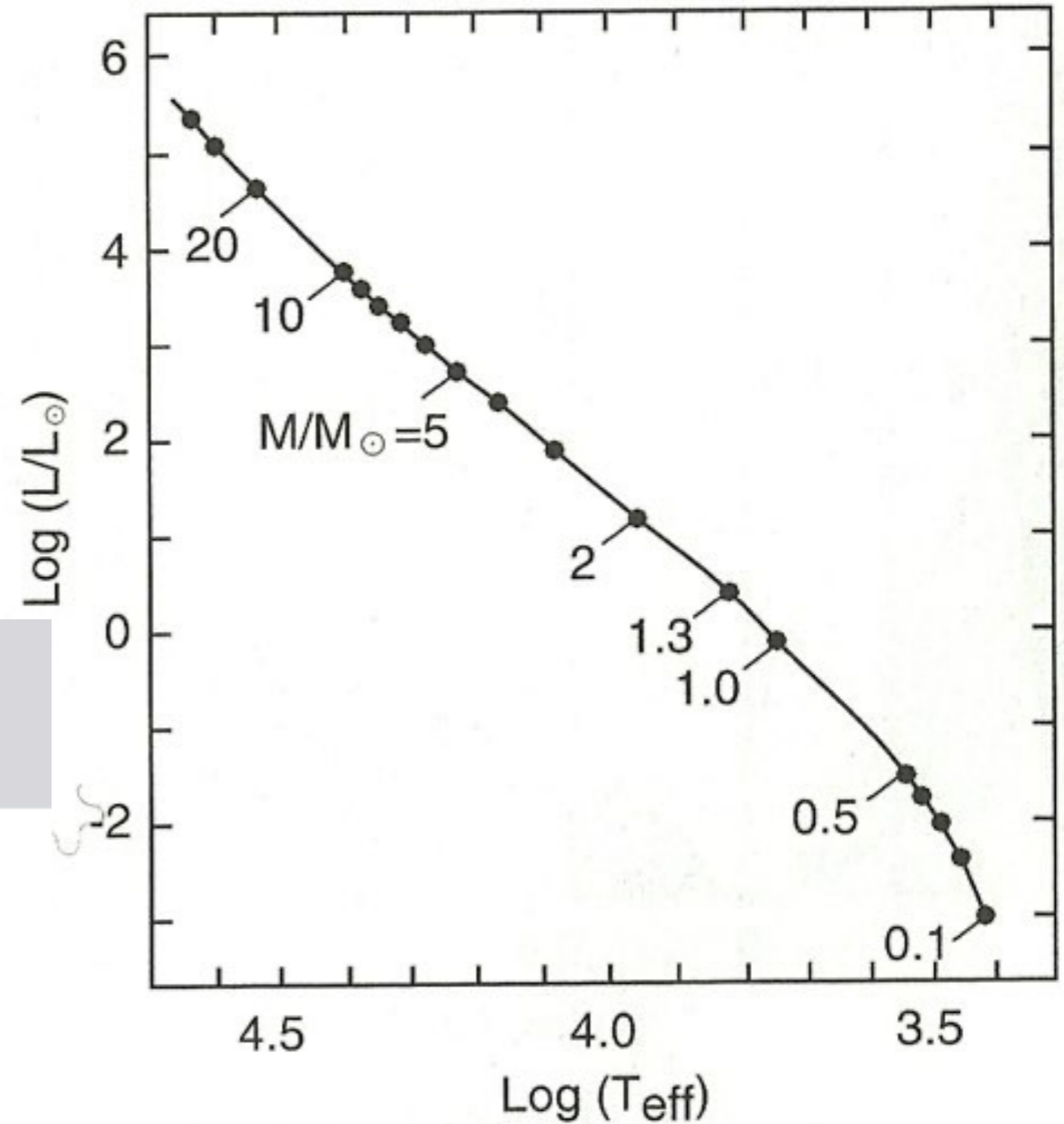
Mass [M_{\odot}]	Spectral type on the main sequence	Contraction to main sequence	Main sequence
30	O5	0.02	4.9
15	B0	0.06	10
9	B2	0.2	22
5	B5	0.6	68
3	A0	3	240
1.5	F2	20	2,000
1.0	G2	50	10,000
0.5	M0	200	30,000
0.1	M7	500	10^7



Secuencia Principal

- Todas las estrellas pasan la mayor parte de su vida en la Secuencia Principal

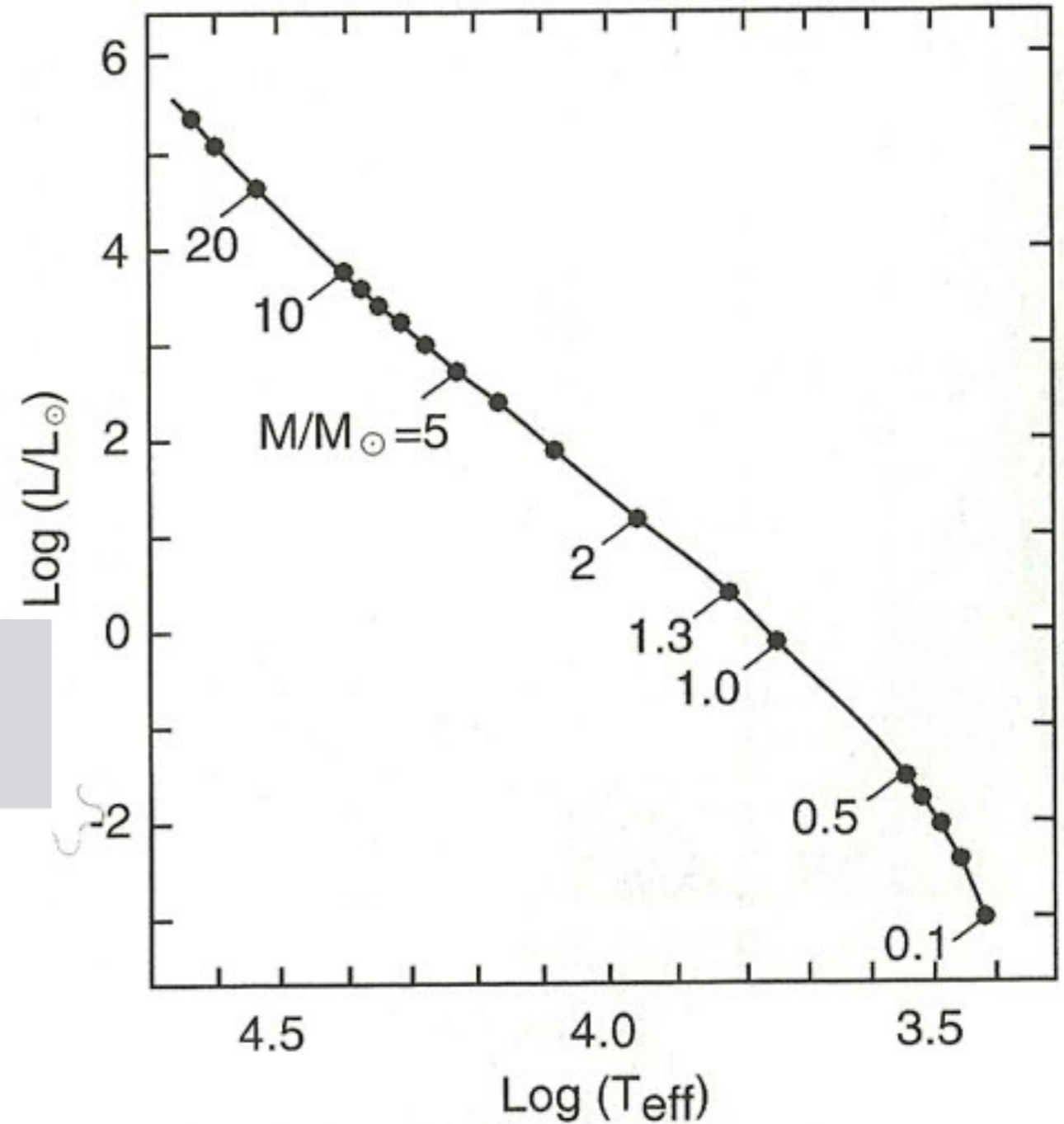
Mass [M_{\odot}]	Spectral type on the main sequence	Contraction to main sequence	Main sequence
30	O5	0.02	4.9
15	B0	0.06	10
9	B2	0.2	22
5	B5	0.6	68
3	A0	3	240
1.5	F2	20	2,000
1.0	G2	50	10,000
0.5	M0	200	30,000
0.1	M7	500	10^7



Secuencia Principal

- Todas las estrellas pasan la mayor parte de su vida en la Secuencia Principal
- La estructura de la estrella **permanece inalterada** mientras **vive en la SP** (= las estrellas **NO** se "mueven" por la SP)

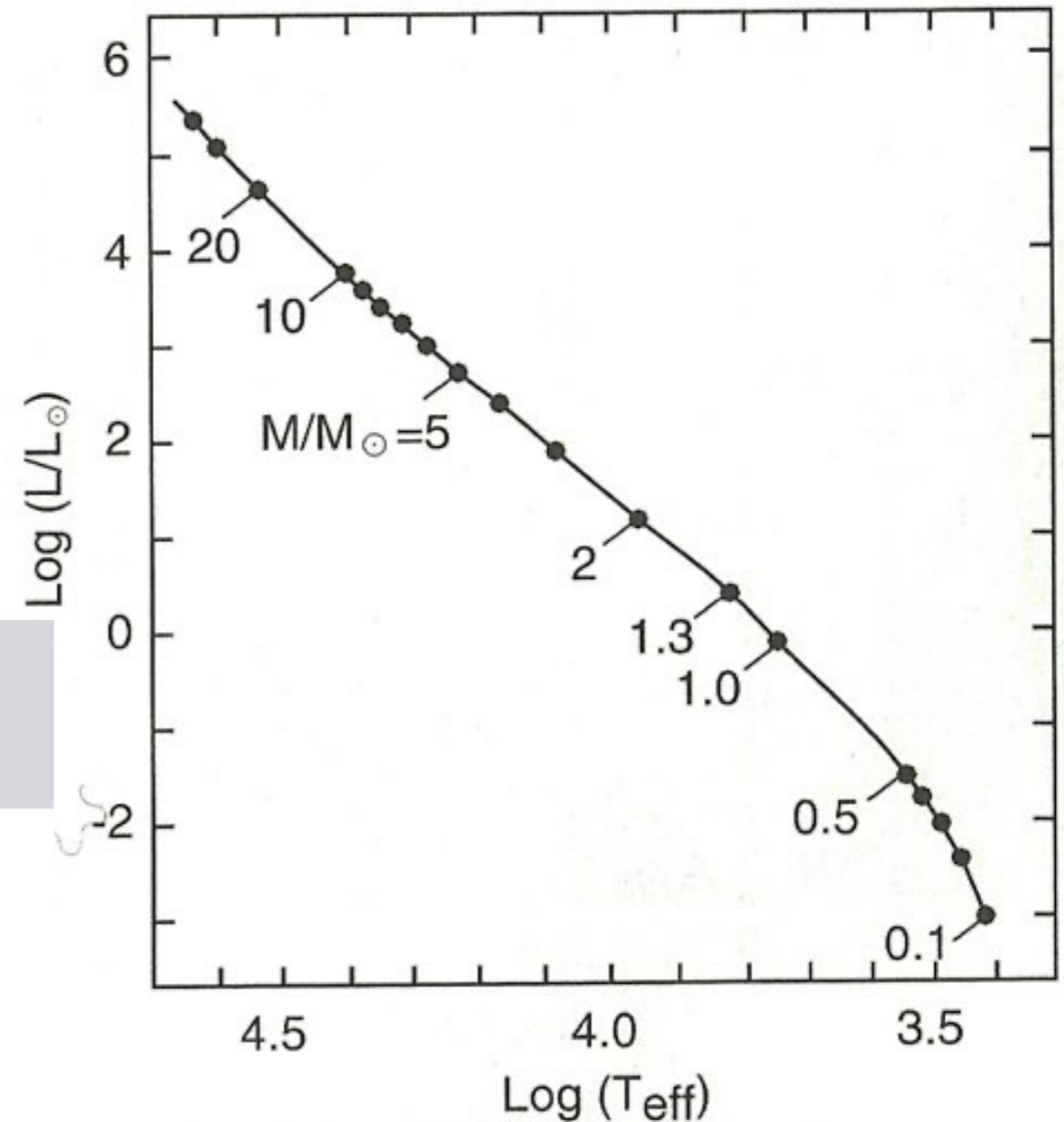
Mass [M_{\odot}]	Spectral type on the main sequence	Contraction to main sequence	Main sequence
30	O5	0.02	4.9
15	B0	0.06	10
9	B2	0.2	22
5	B5	0.6	68
3	A0	3	240
1.5	F2	20	2,000
1.0	G2	50	10,000
0.5	M0	200	30,000
0.1	M7	500	10^7
		(Myr)	(Myr)



Secuencia Principal

- Todas las estrellas pasan la mayor parte de su vida en la Secuencia Principal
- La estructura de la estrella **permanece inalterada** mientras **vive en la SP** (= las estrellas **NO** se "mueven" por la SP)

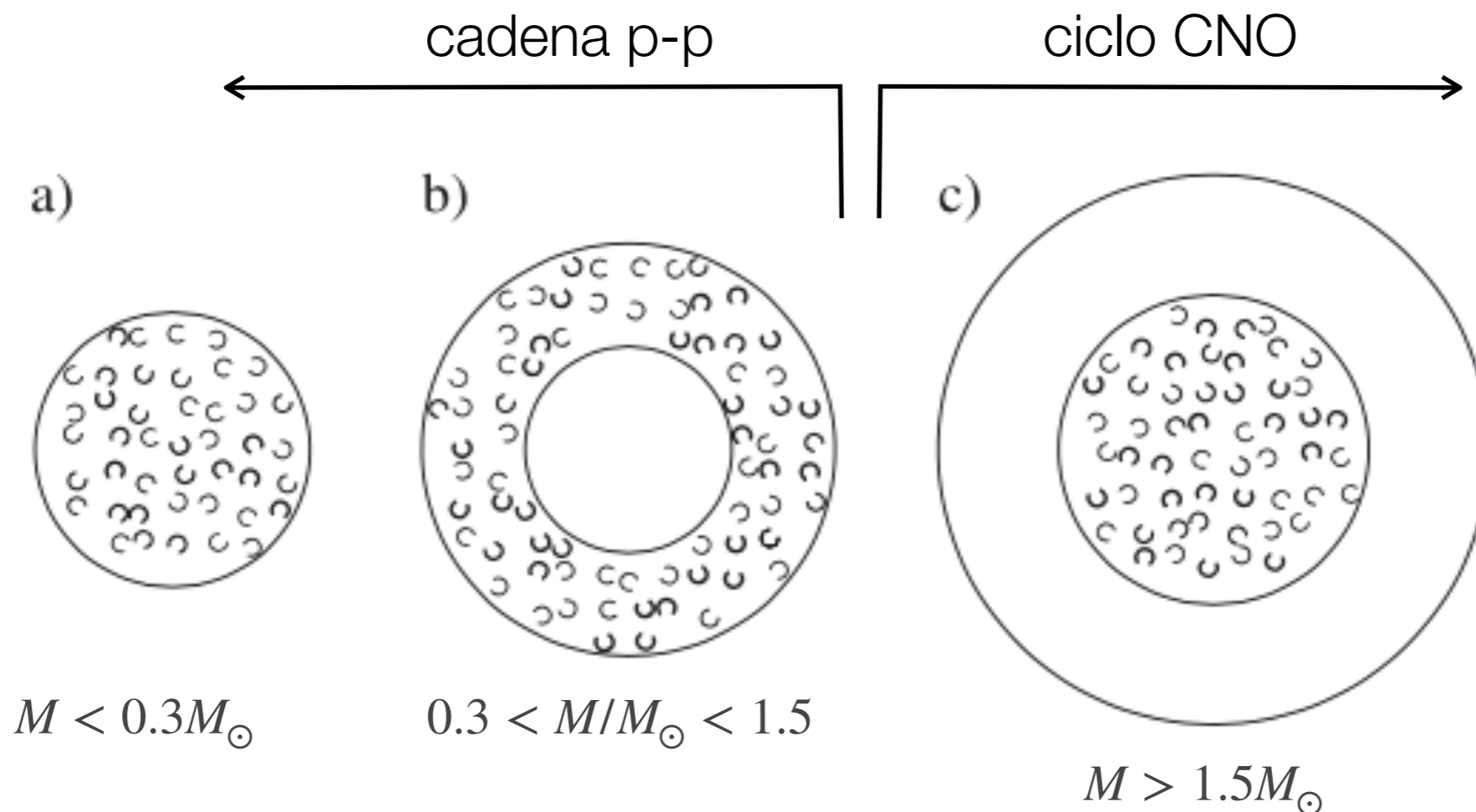
Mass [M_{\odot}]	Spectral type on the main sequence	Contraction to main sequence	Main sequence
30	O5	0.02	4.9
15	B0	0.06	10
9	B2	0.2	22
5	B5	0.6	68
3	A0	3	240
1.5	F2	20	2,000
1.0	G2	50	10,000
0.5	M0	200	30,000
0.1	M7	500	10^7
		(Myr)	(Myr)



- Cuando se acaba el H en el núcleo, la estrella **se sale** de la SP

Secuencia Principal

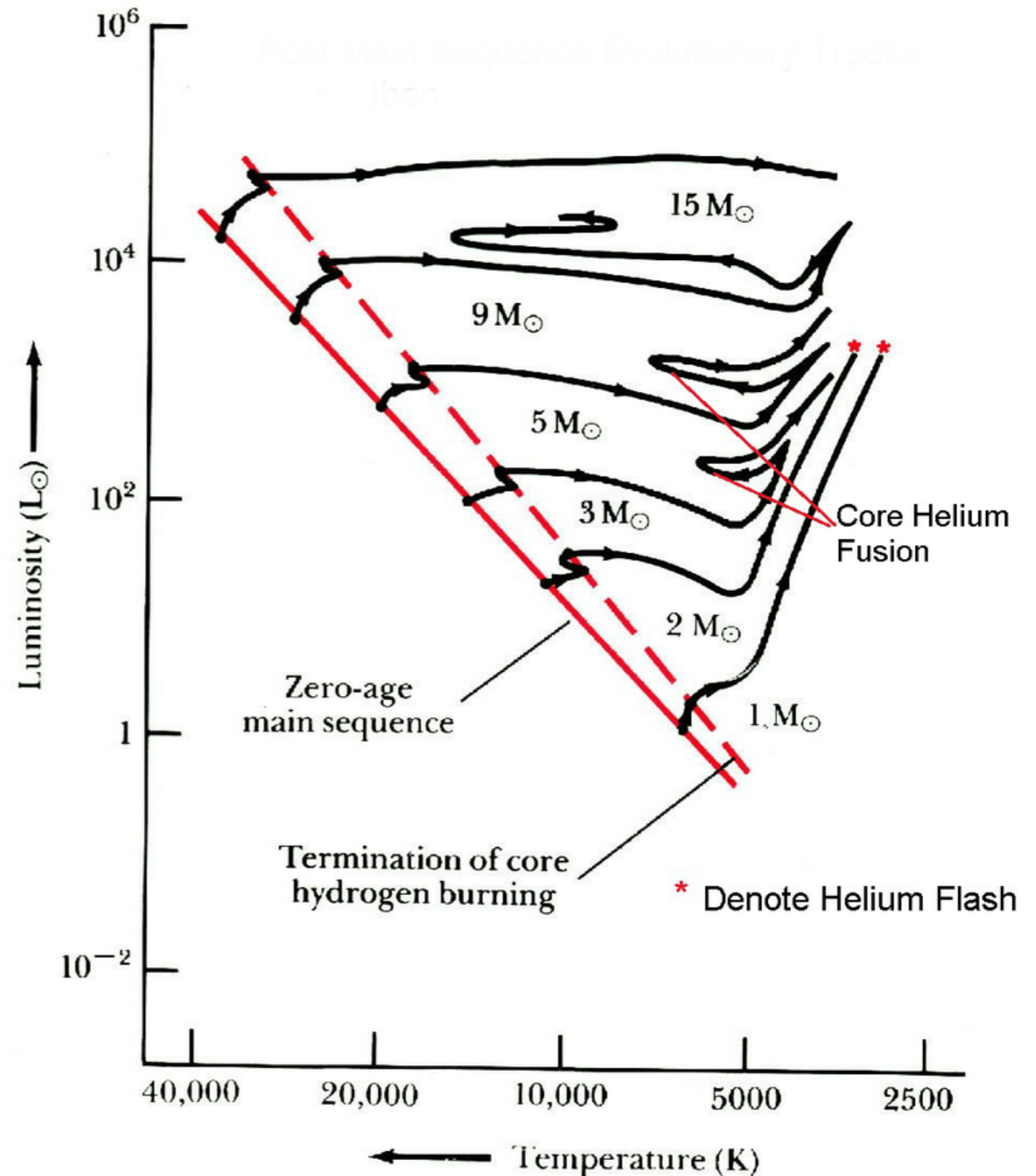
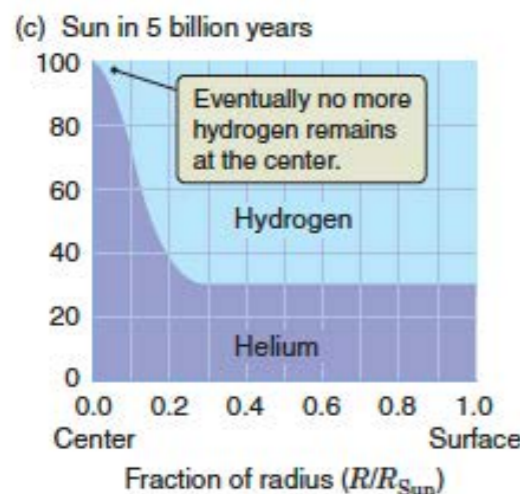
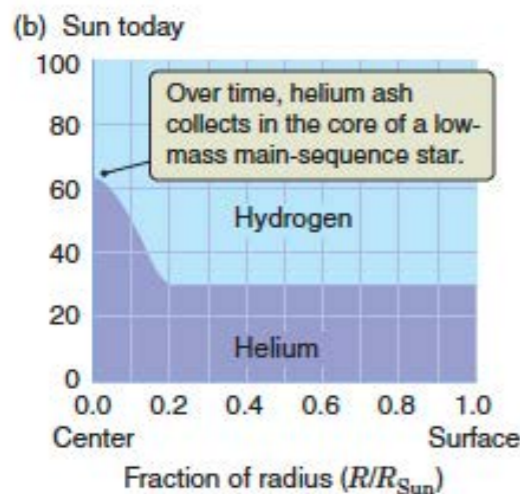
- La estructura interna de las estrellas de la SP depende de su masa:
- Estrellas menos masivas $M < 0.3M_{\odot}$: totalmente convectivas
- Estrellas con $0.3 < M/M_{\odot} < 1.5$: núcleo + zona radiativos, envoltente convectiva
- Estrellas con $M > 1.5M_{\odot}$: núcleo + zona convectivos, envoltente radiativa



Evolución Fuera de la SP

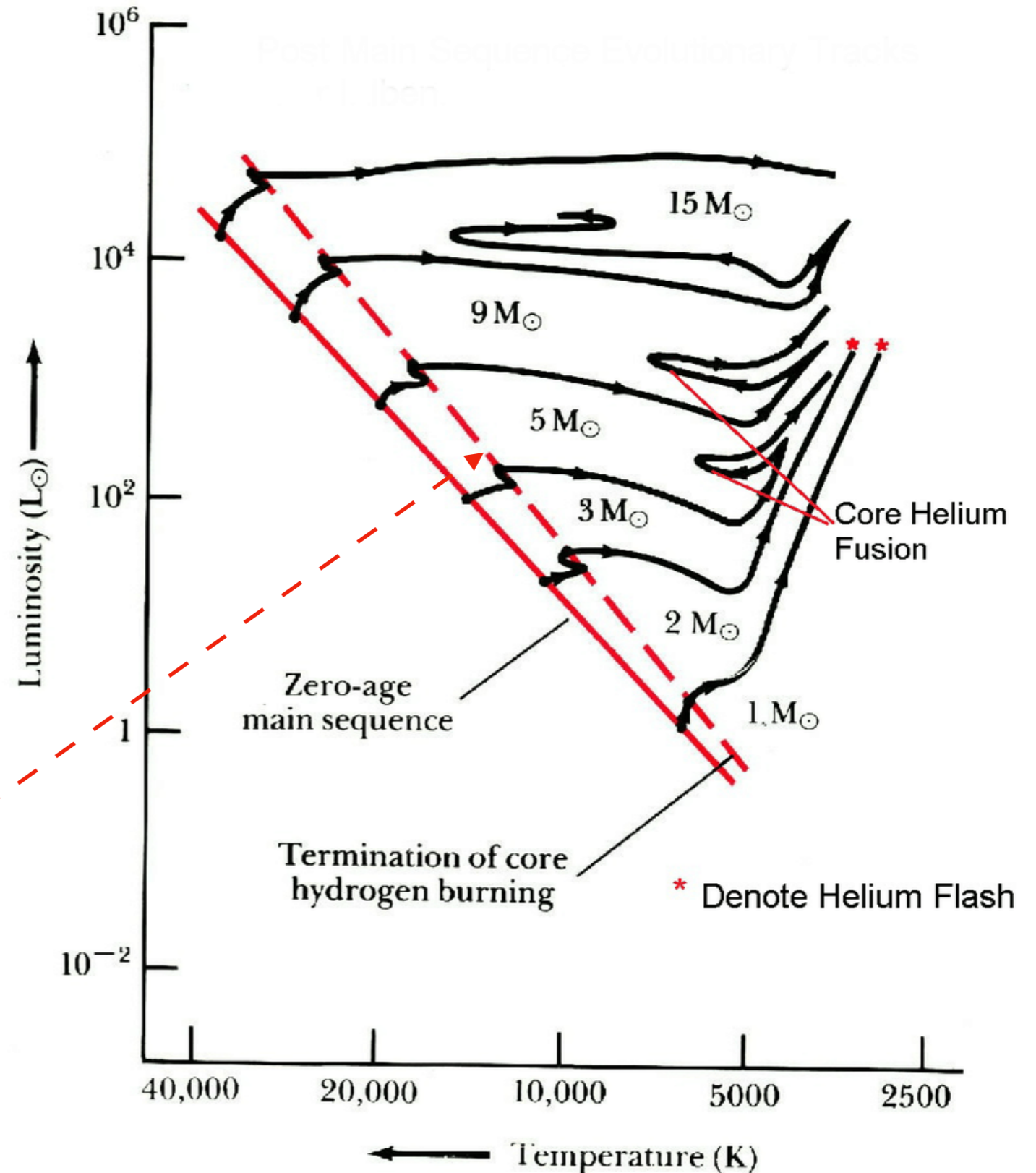
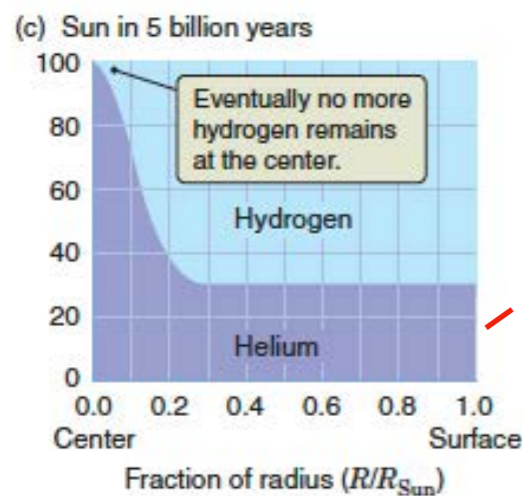
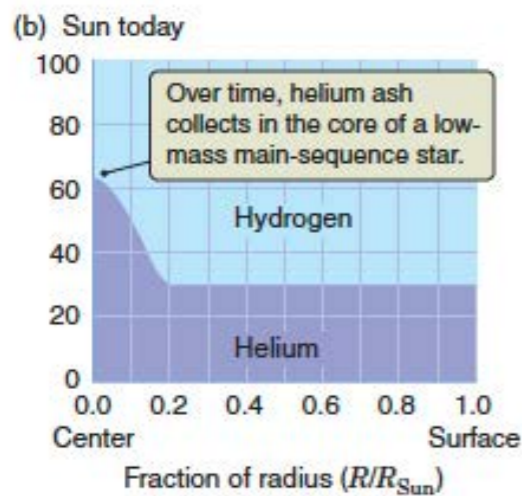
Salida de la SP

- Cuando se está agotando el H en el núcleo, la estrella comienza a salir de la SP
- Cuando se detiene la fusión de H en el núcleo consideramos que la estrella salió de la SP

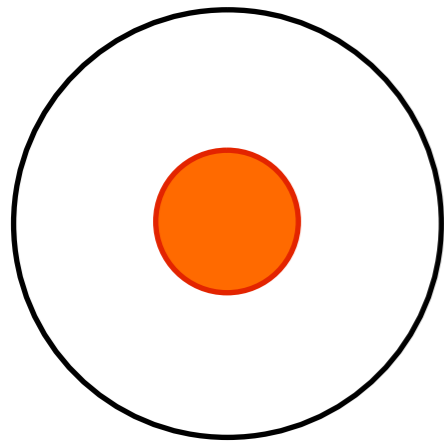


Salida de la SP

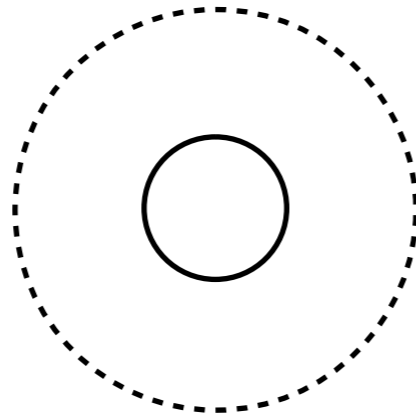
- Cuando se está agotando el H en el núcleo, la estrella comienza a salir de la SP
- Cuando se detiene la fusión de H en el núcleo consideramos que la estrella salió de la SP



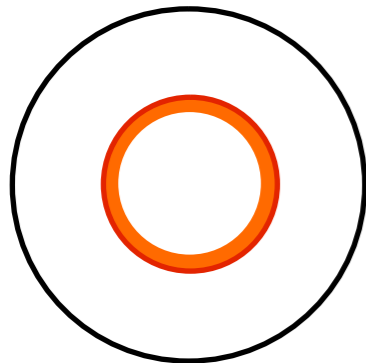
Fase Subgigante



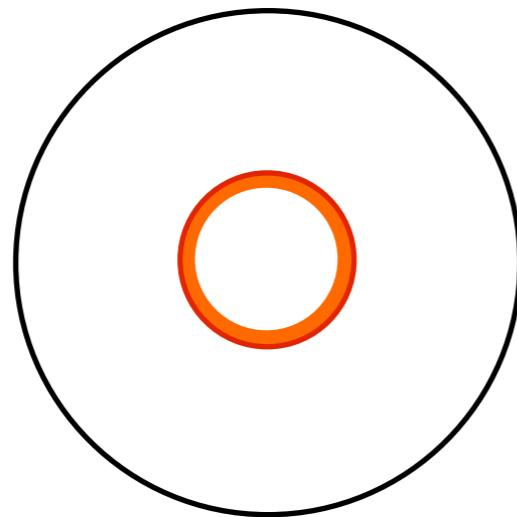
Fusión de H



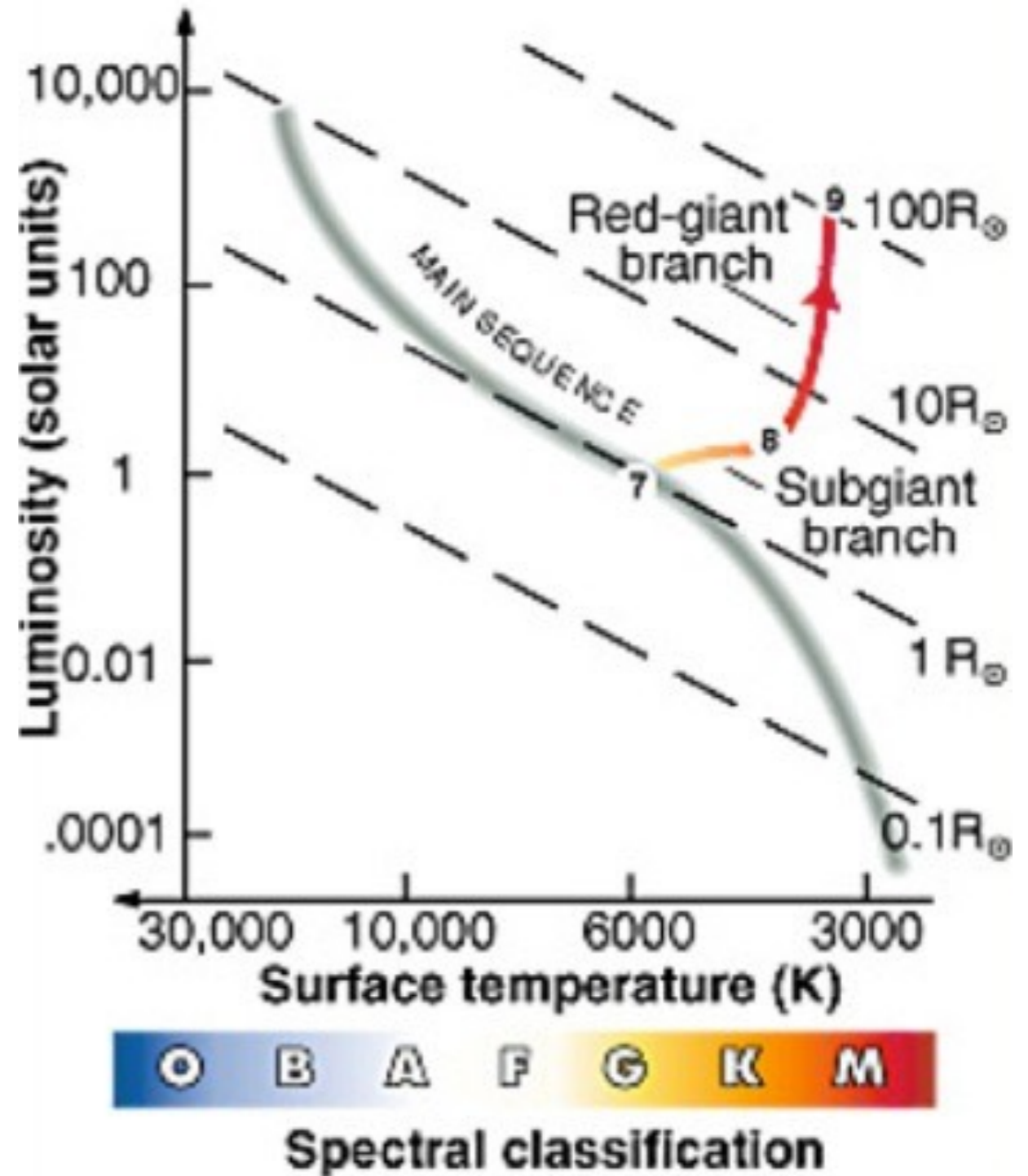
Se agota el H en el núcleo y la estrella colapsa



Fusión de H (CNO) en un cascarón

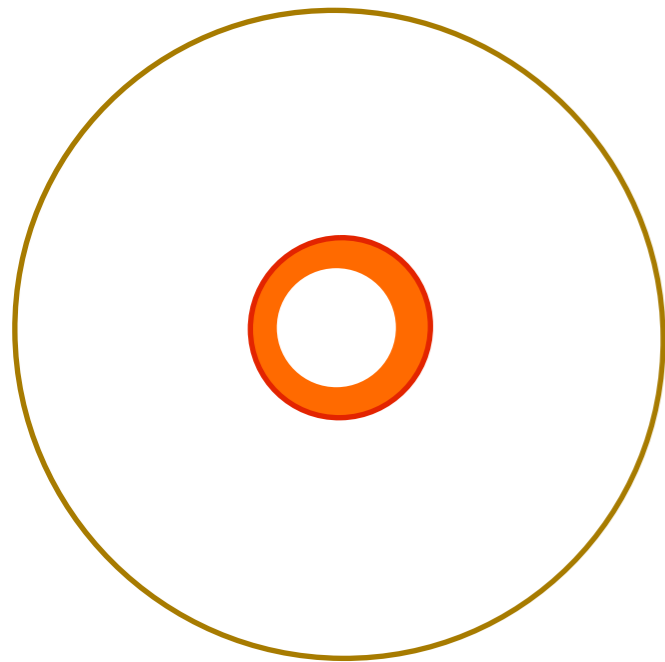


Se calienta y expande la envoltente y se enfría la superficie



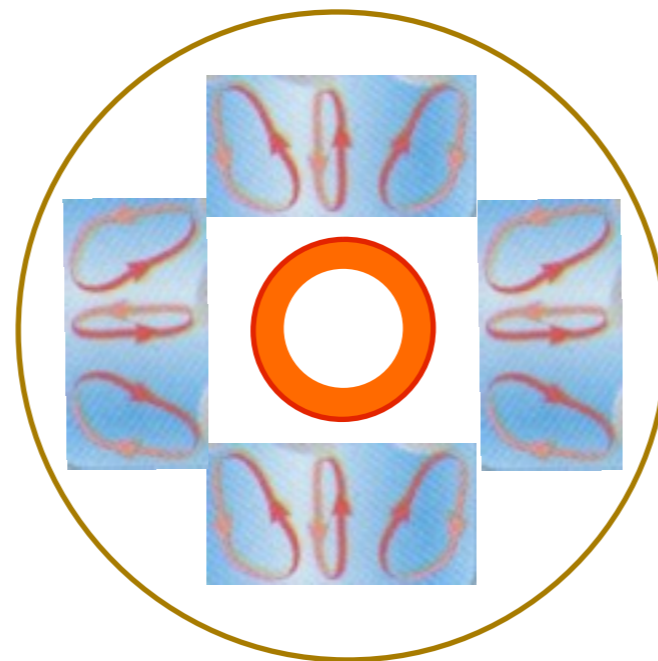
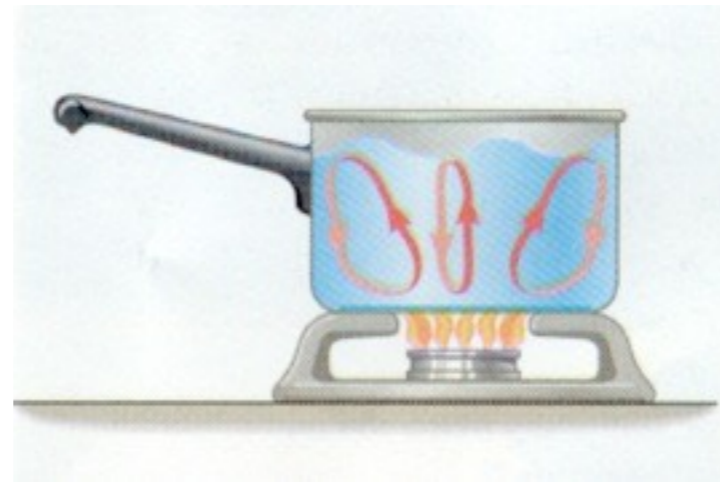
Las estrellas evolucionan por fuera y por dentro

La Fase Gigante Roja

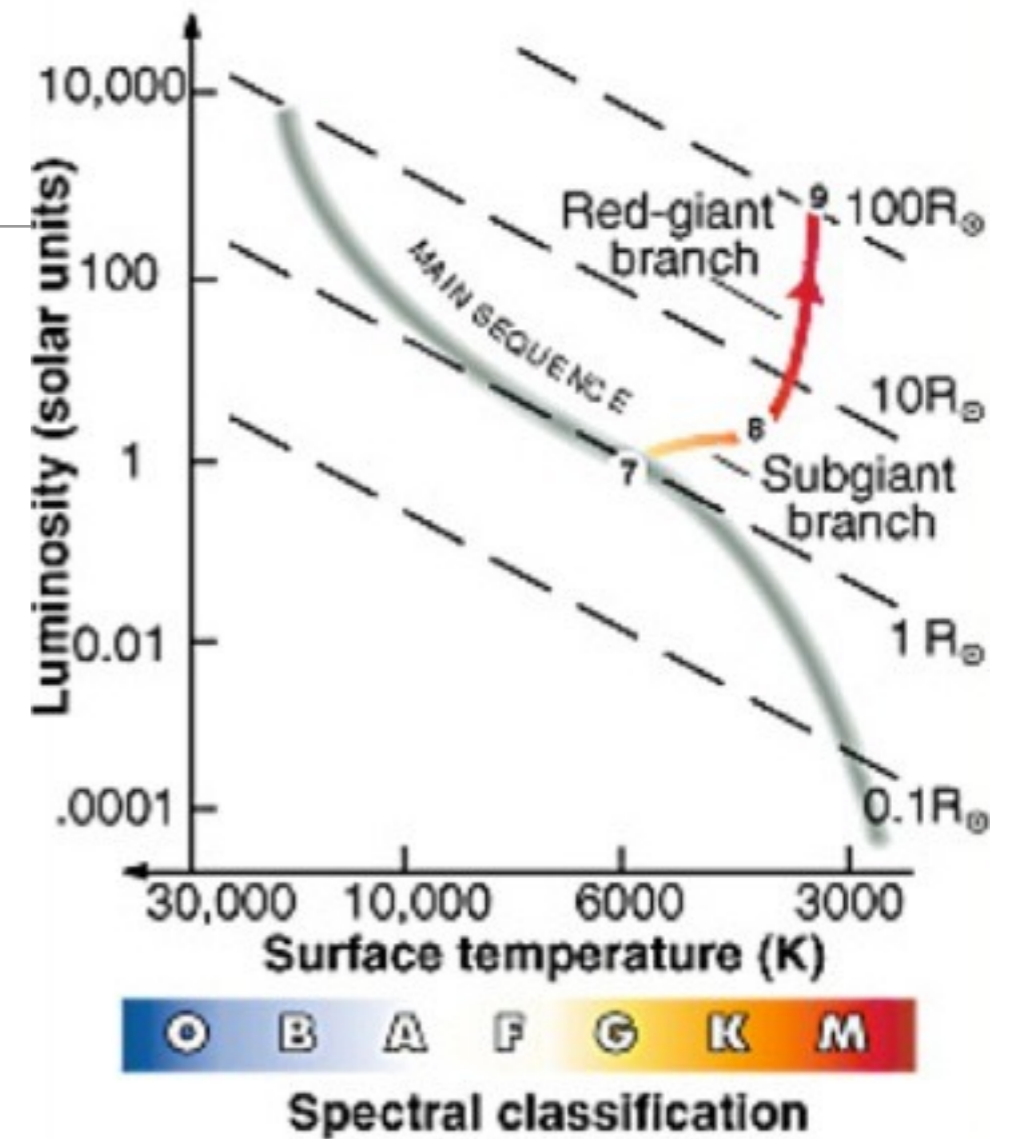


La fotosfera se enfría
El núcleo se compacta y el
casarón se agranda

Se libera más energía
pero no puede salir por la
opacidad de la fotosfera

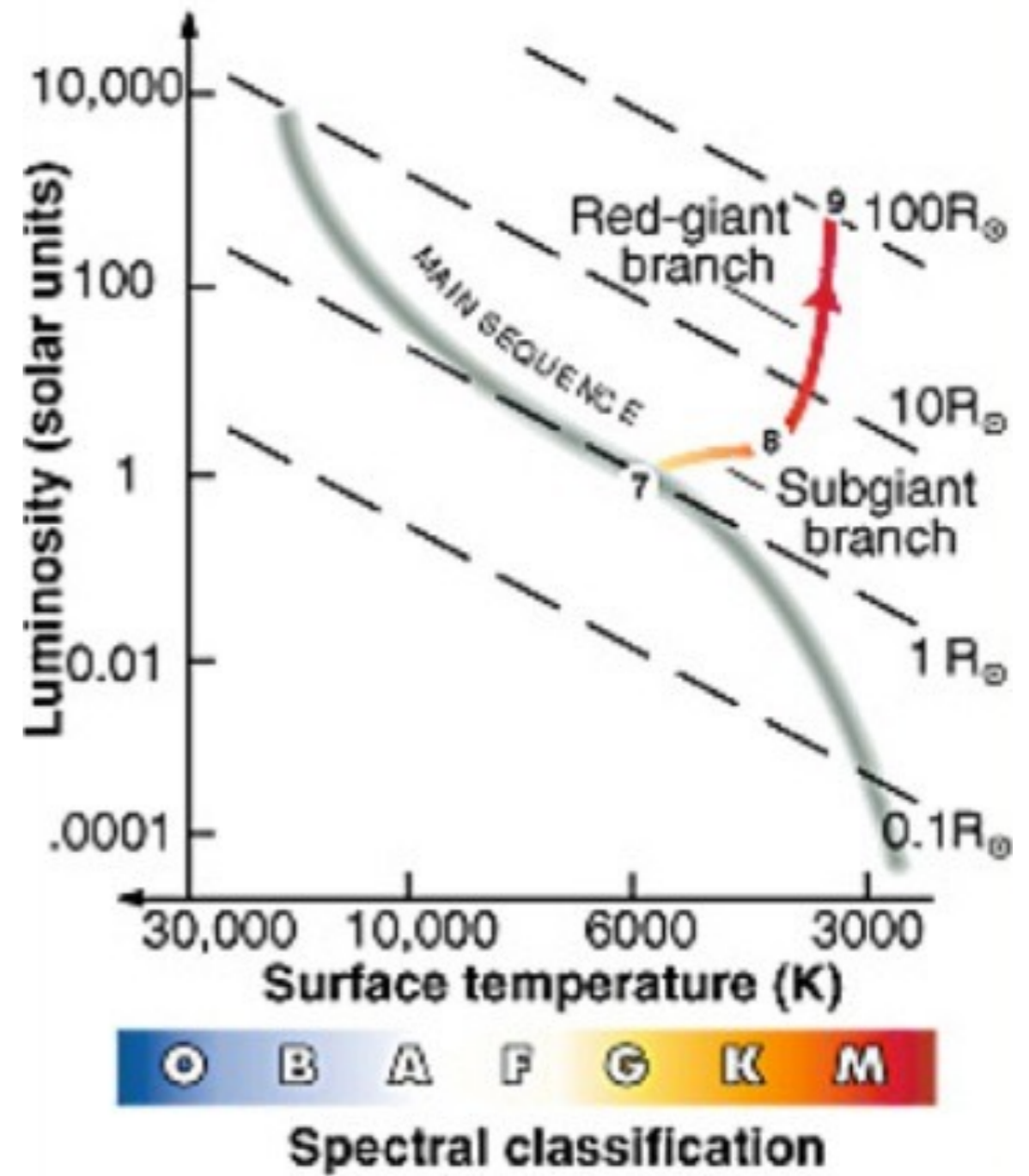


Se produce convección a T
constante
La envoltente aumenta de
radio



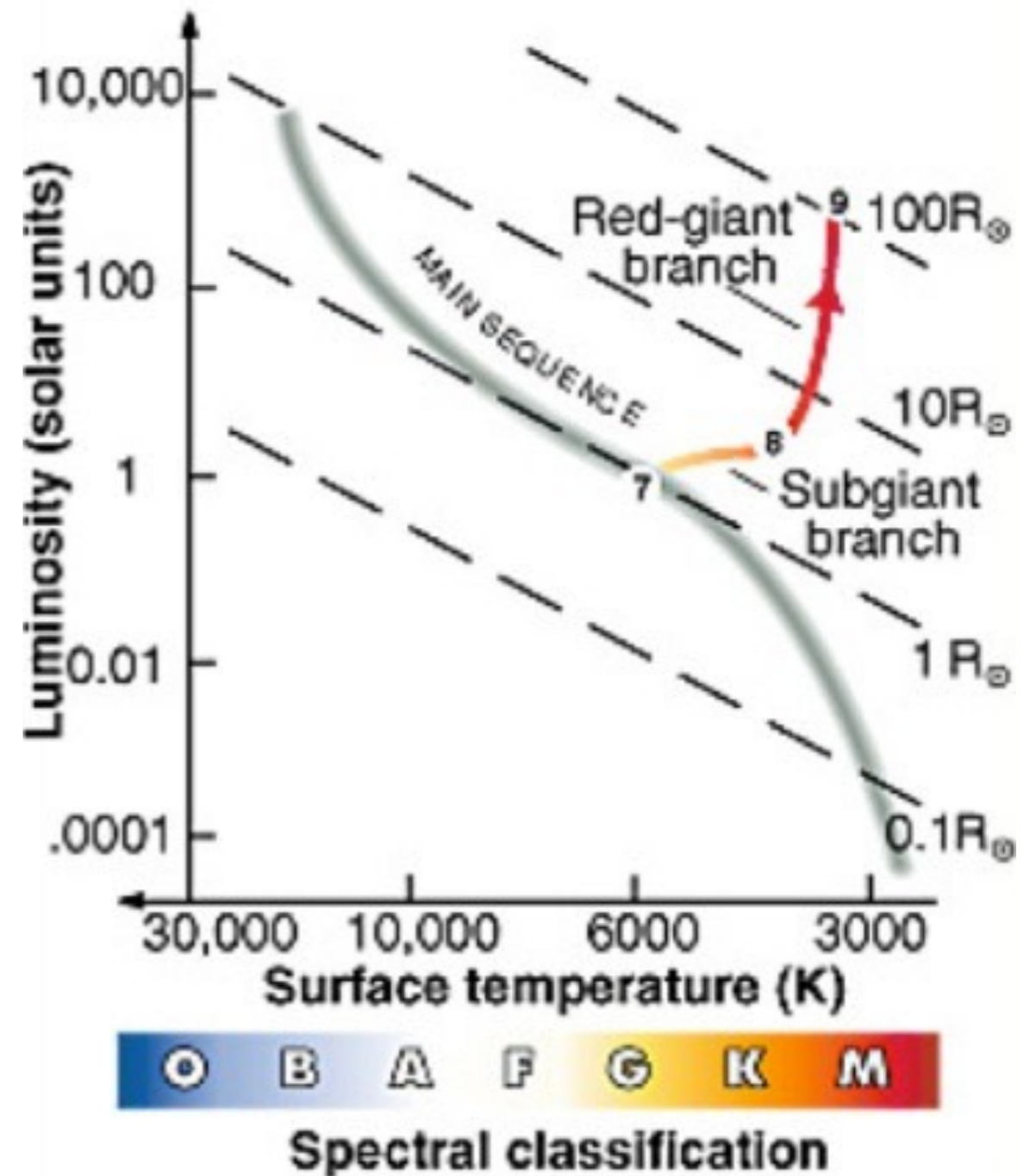
- el núcleo se sigue compactando hasta volverse tan denso que se vuelve degenerado

El flash de He



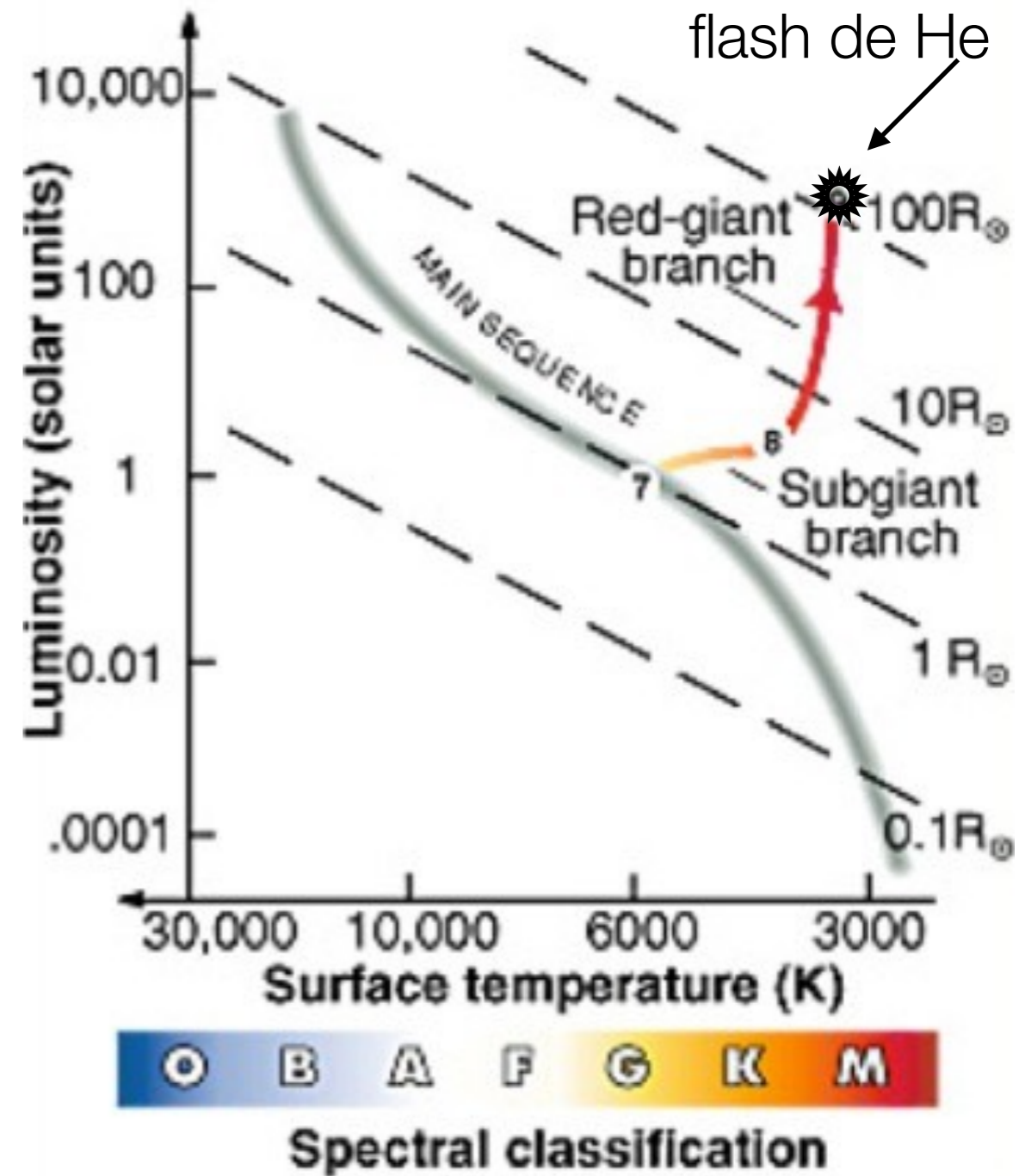
El flash de He

- Como el núcleo es degenerado ($P \propto \rho$), al compactarse y aumentar la densidad **no aumenta la Temperatura** (si fuera un gas ideal sí lo haría, $P \propto \rho T$, al aumentar la T y la presión se frenaría el colapso) y el colapso del núcleo sigue en un proceso desbocado...
- ...hasta que el material se vuelve tan denso y la P tan alta que inicia repentinamente la quema de He -> el núcleo explota en el interior de la estrella, se levanta la degeneración
- este proceso se llama el **flash de He**, la estrella pasa a la fase de quema estable de He (Rama Horizontal)



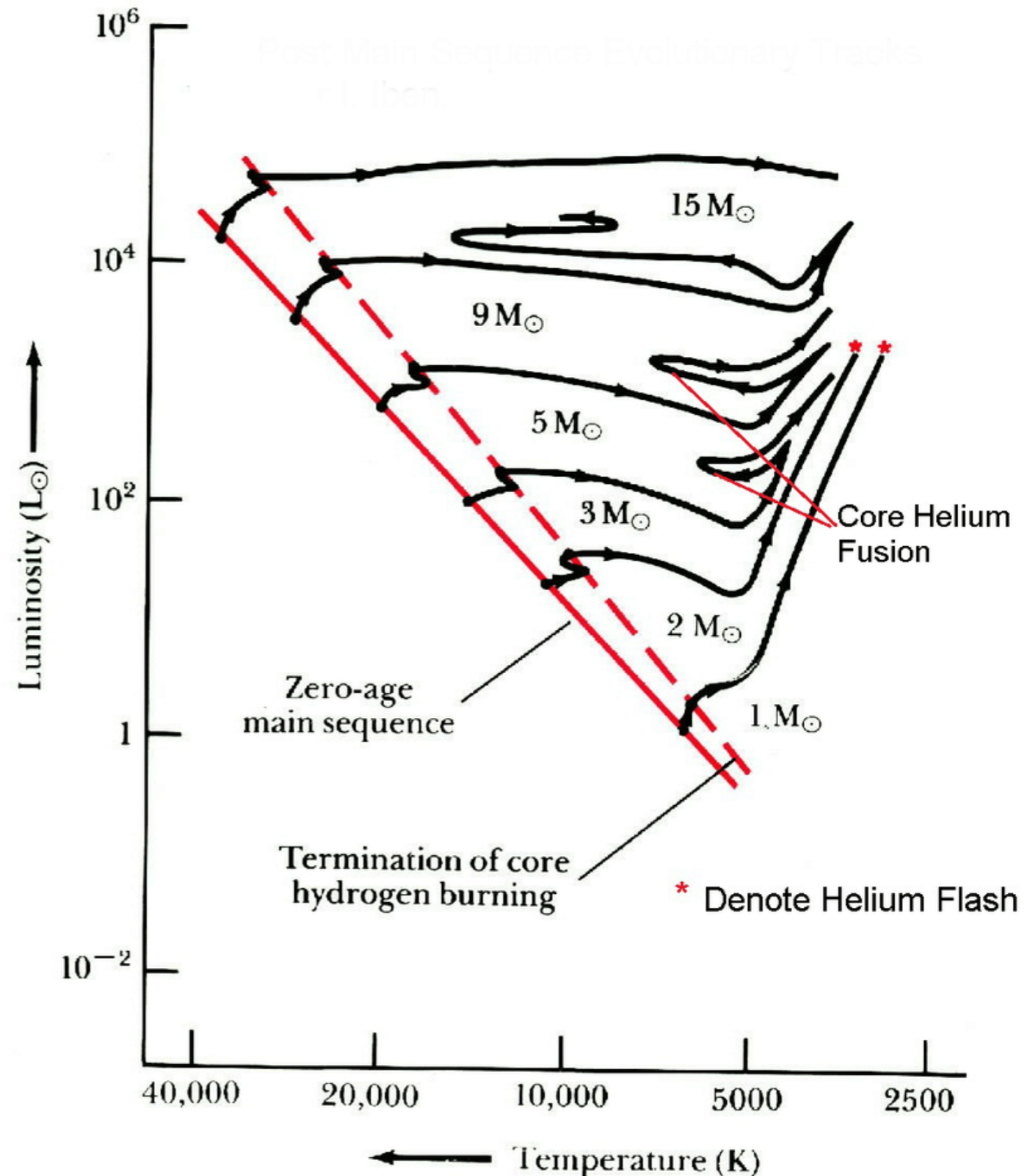
El flash de He

- Como el núcleo es degenerado ($P \propto \rho$), al compactarse y aumentar la densidad **no aumenta la Temperatura** (si fuera un gas ideal sí lo haría, $P \propto \rho T$, al aumentar la T y la presión se frenaría el colapso) y el colapso del núcleo sigue en un proceso desbocado...
- ...hasta que el material se vuelve tan denso y la P tan alta que inicia repentinamente la quema de He -> el núcleo explota en el interior de la estrella, se levanta la degeneración
- este proceso se llama el **flash de He**, la estrella pasa a la fase de quema estable de He (Rama Horizontal)



La quema estable de He

- El flash de He ocurre en estrellas con $M \lesssim 2.3M_{\odot}$ en las que el núcleo se degenera
- En estrellas de masa intermedia $2.3 < M/M_{\odot} < 8$ el núcleo no llega a estar degenerado (está a mayor Temperatura y menor densidad) -> la quema de He comienza de forma "tranquila"
- En estrellas más masivas $M/M_{\odot} > 8$ la quema de He comienza antes de la rama de las gigantes rojas, las estrellas tienen pérdidas grandes de masa por vientos (fase LBV -> Wolf Rayet)



Evolución de estrellas poco masivas ($M < 8M_{\odot}$)

La quema estable de He

- En la Rama Horizontal la estrella:

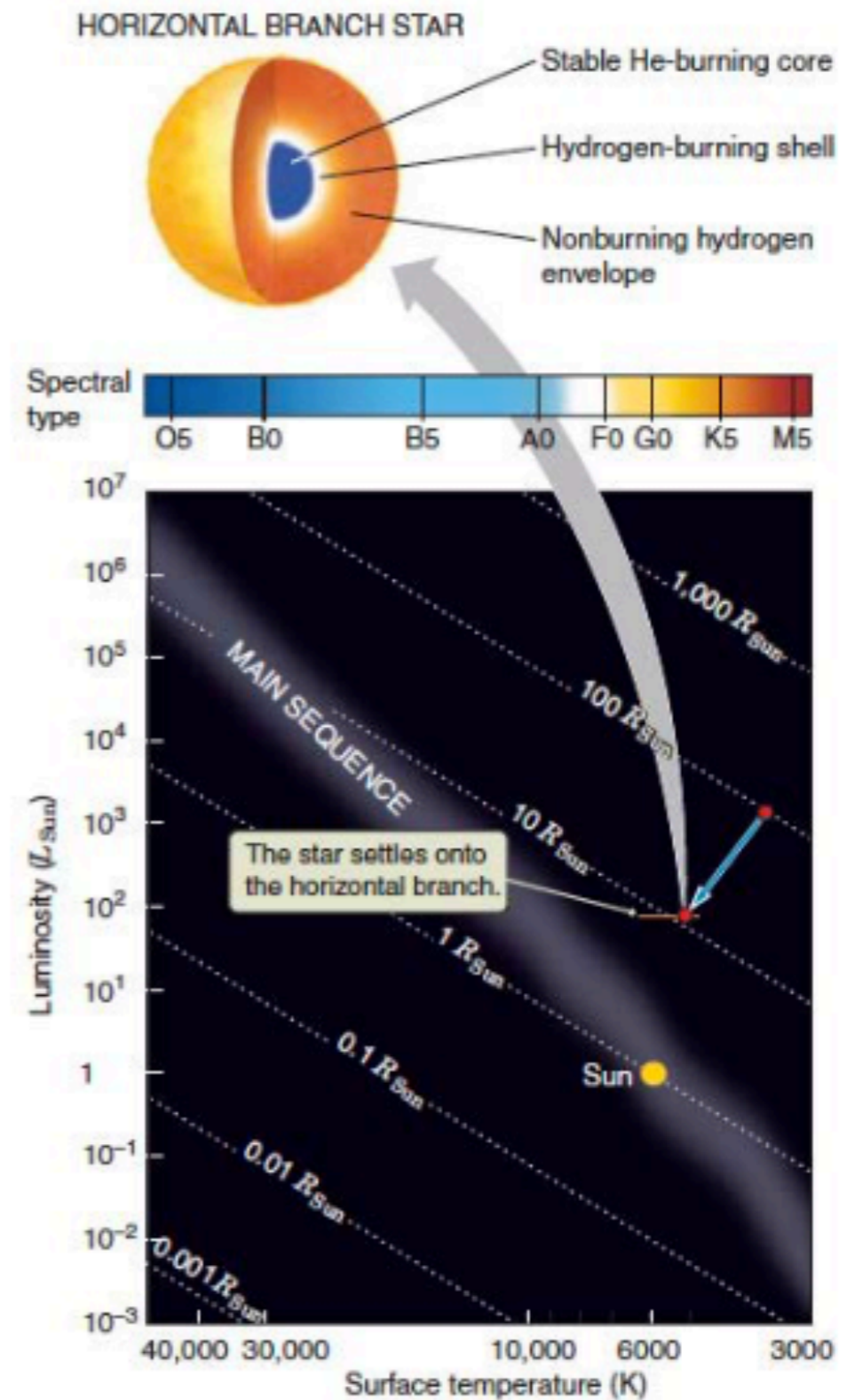


Figure 16.9 The star moves down from the red giant branch onto the horizontal branch. For about 100 million years or less, the star will remain on the horizontal branch and burn helium in its core and hydrogen in a surrounding shell.

La quema estable de He

- En la Rama Horizontal la estrella:
 - quema He en C y O de forma estable en el núcleo

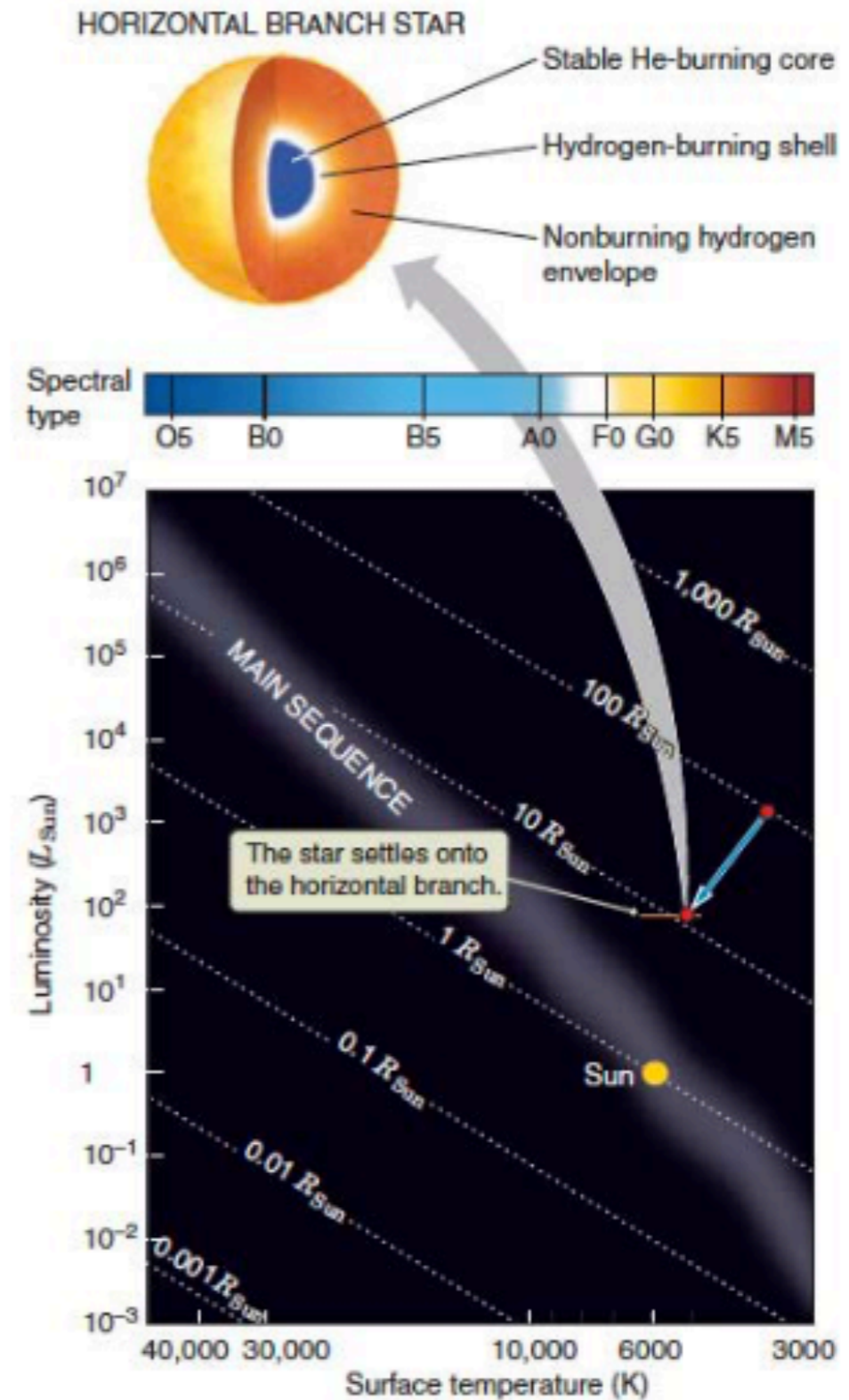


Figure 16.9 The star moves down from the red giant branch onto the horizontal branch. For about 100 million years or less, the star will remain on the horizontal branch and burn helium in its core and hydrogen in a surrounding shell.

La quema estable de He

- En la Rama Horizontal la estrella:
 - quema He en C y O de forma estable en el núcleo
 - Al mismo tiempo en un cascarón alrededor del núcleo quema H en He (T y P son menores que en el núcleo, pero suficientes para la quema de H)

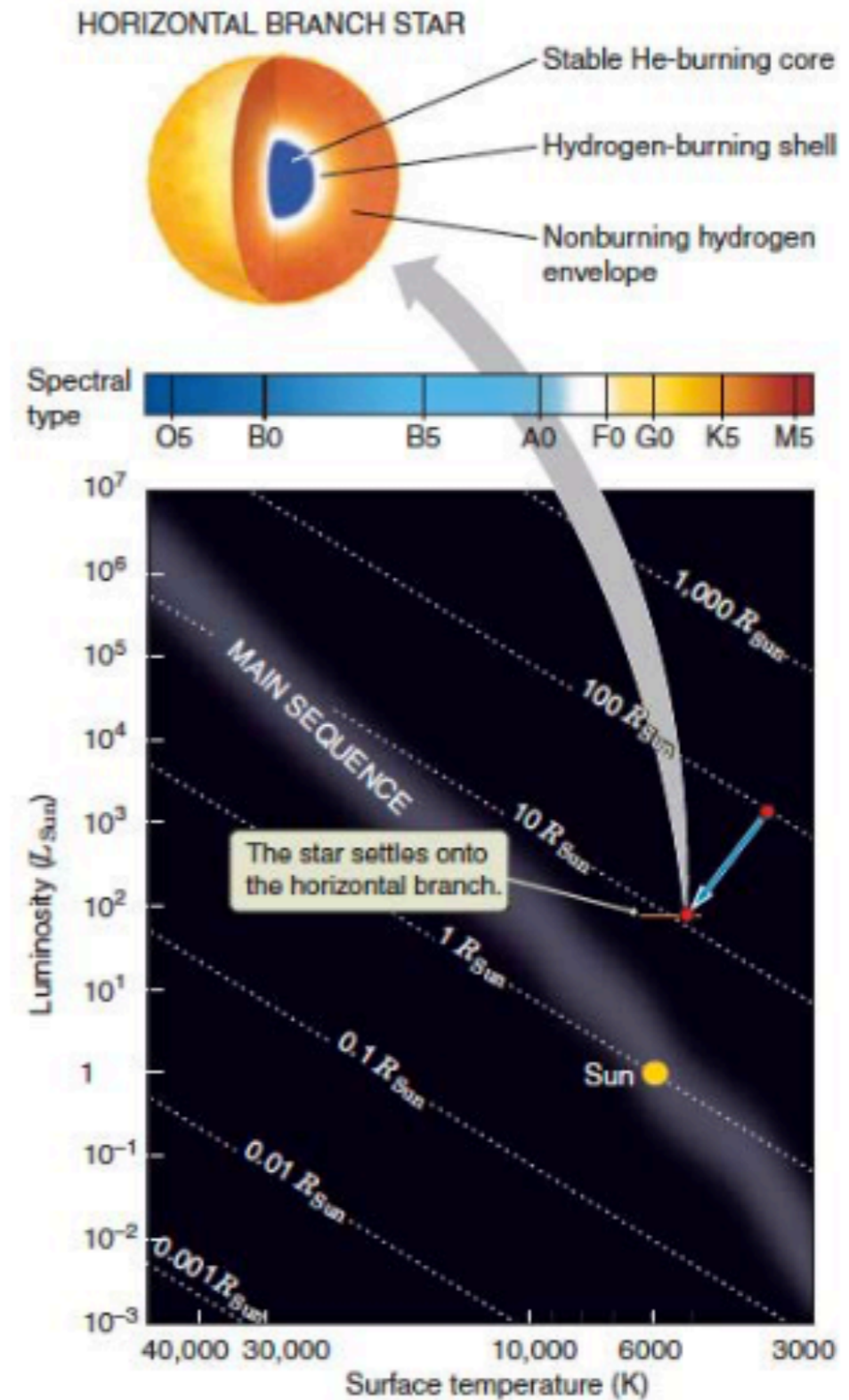


Figure 16.9 The star moves down from the red giant branch onto the horizontal branch. For about 100 million years or less, the star will remain on the horizontal branch and burn helium in its core and hydrogen in a surrounding shell.

La quema estable de He

- En la Rama Horizontal la estrella:
 - quema He en C y O de forma estable en el núcleo
 - Al mismo tiempo en un cascarón alrededor del núcleo quema H en He (T y P son menores que en el núcleo, pero suficientes para la quema de H)
- Esto será una constante: cada vez que se inicia la quema de un nuevo elemento, hay cascarones sucesivos alrededor del núcleo quemando los elementos que antes se quemaban en el núcleo

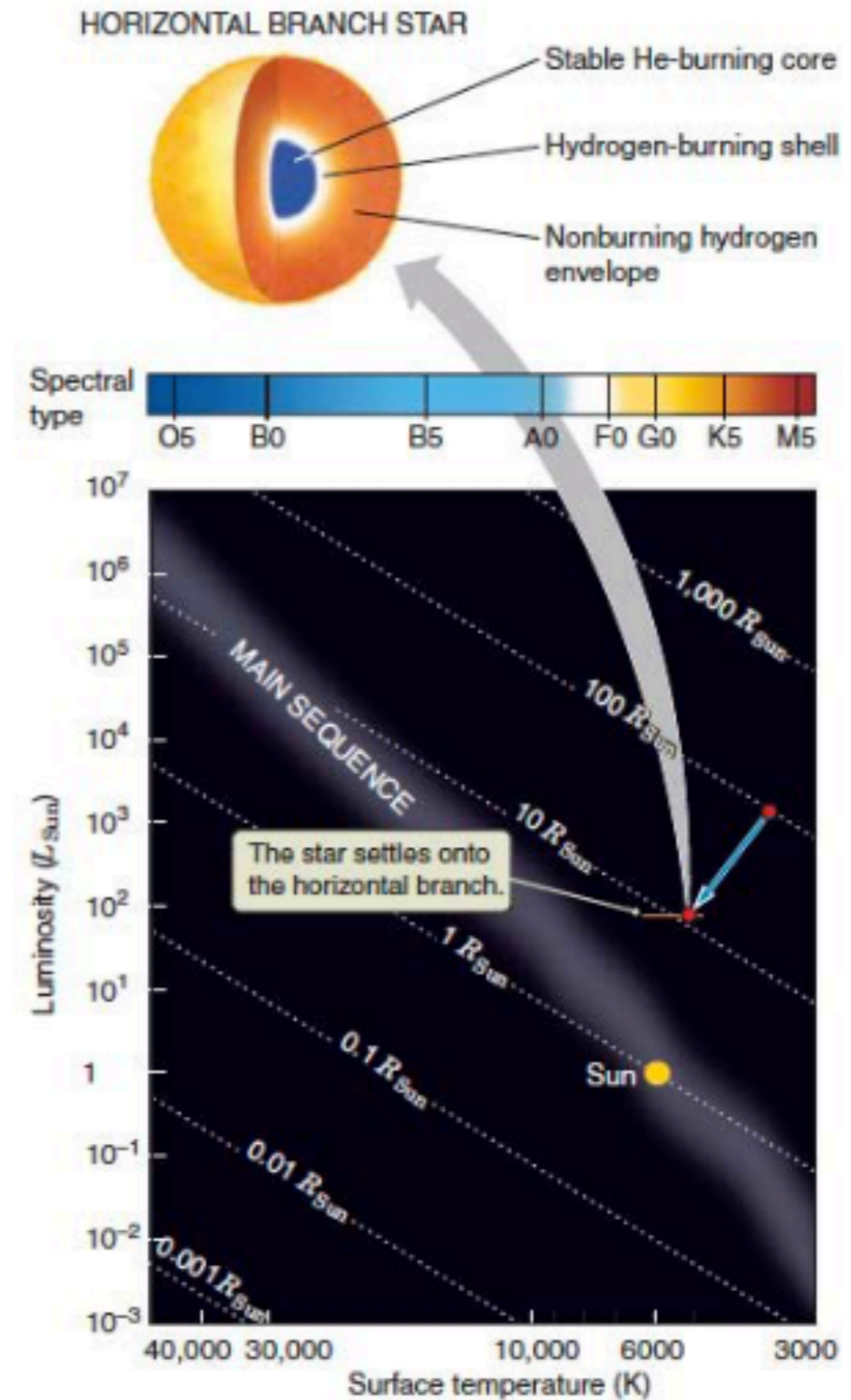


Figure 16.9 The star moves down from the red giant branch onto the horizontal branch. For about 100 million years or less, the star will remain on the horizontal branch and burn helium in its core and hydrogen in a surrounding shell.

La quema estable de He

- En la Rama Horizontal la estrella:
 - quema He en C y O de forma estable en el núcleo
 - Al mismo tiempo en un cascarón alrededor del núcleo quema H en He (T y P son menores que en el núcleo, pero suficientes para la quema de H)
- Esto será una constante: cada vez que se inicia la quema de un nuevo elemento, hay cascarones sucesivos alrededor del núcleo quemando los elementos que antes se quemaban en el núcleo
- **Durante la fase de quemado de He la estrella no se mueve en la Rama Horizontal** (similarmente a la SP)

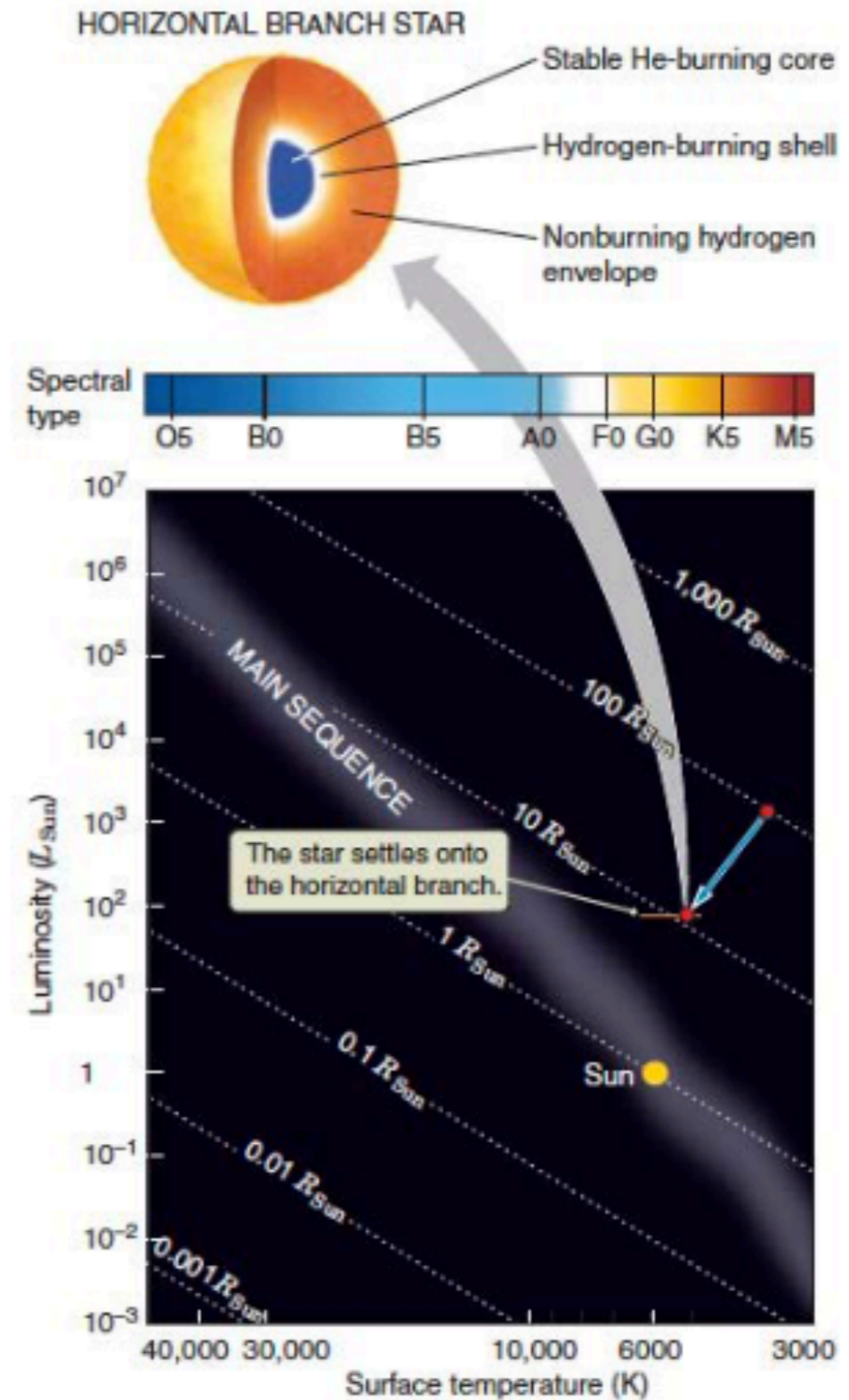


Figure 16.9 The star moves down from the red giant branch onto the horizontal branch. For about 100 million years or less, the star will remain on the horizontal branch and burn helium in its core and hydrogen in a surrounding shell.

La quema estable de He

- En la Rama Horizontal la estrella:
 - quema He en C y O de forma estable en el núcleo
 - Al mismo tiempo en un cascarón alrededor del núcleo quema H en He (T y P son menores que en el núcleo, pero suficientes para la quema de H)
- Esto será una constante: cada vez que se inicia la quema de un nuevo elemento, hay cascarones sucesivos alrededor del núcleo quemando los elementos que antes se quemaban en el núcleo
- **Durante la fase de quemado de He la estrella no se mueve en la Rama Horizontal** (similarmente a la SP)
- Cuando se agota el He... a evolucionar...

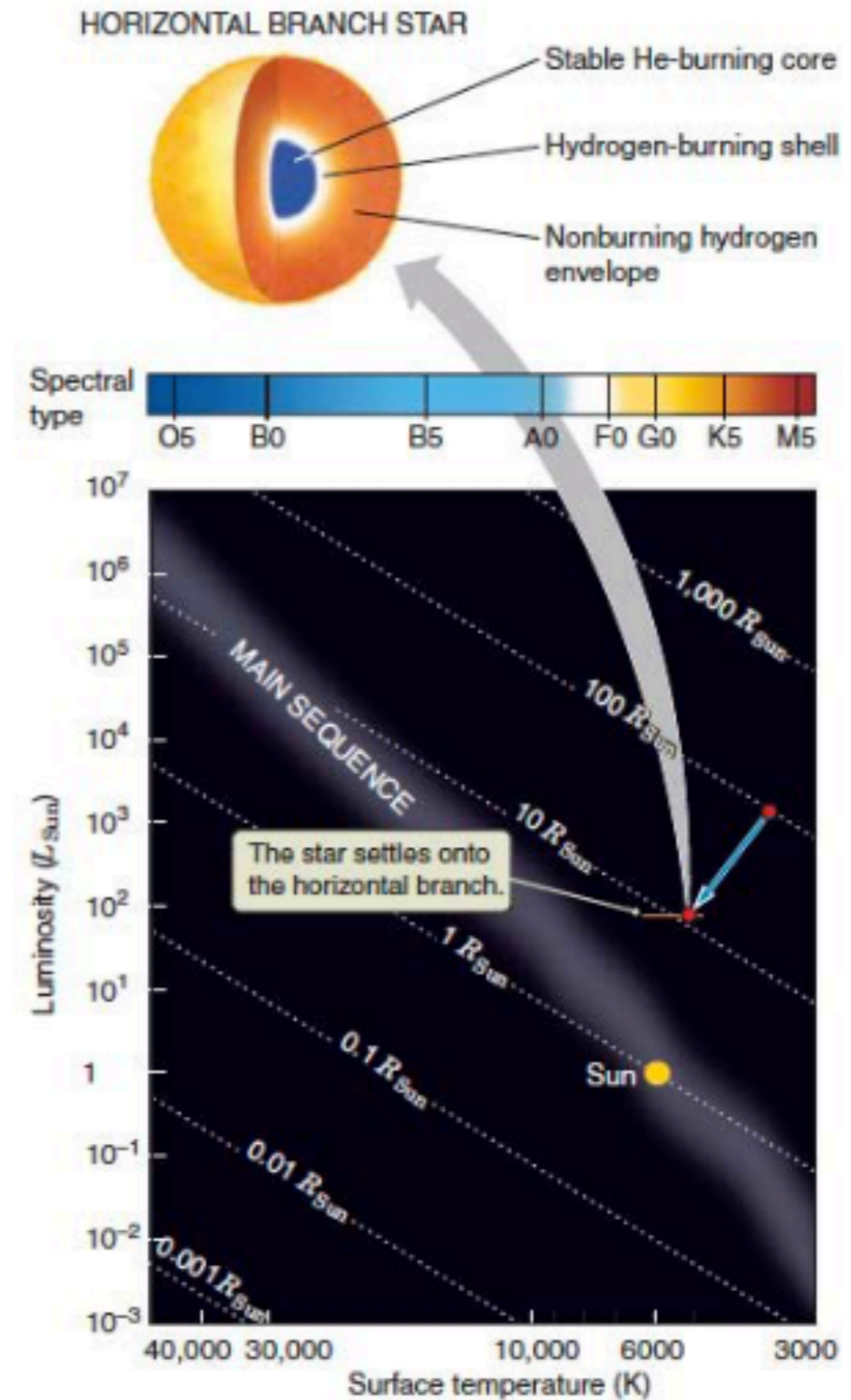
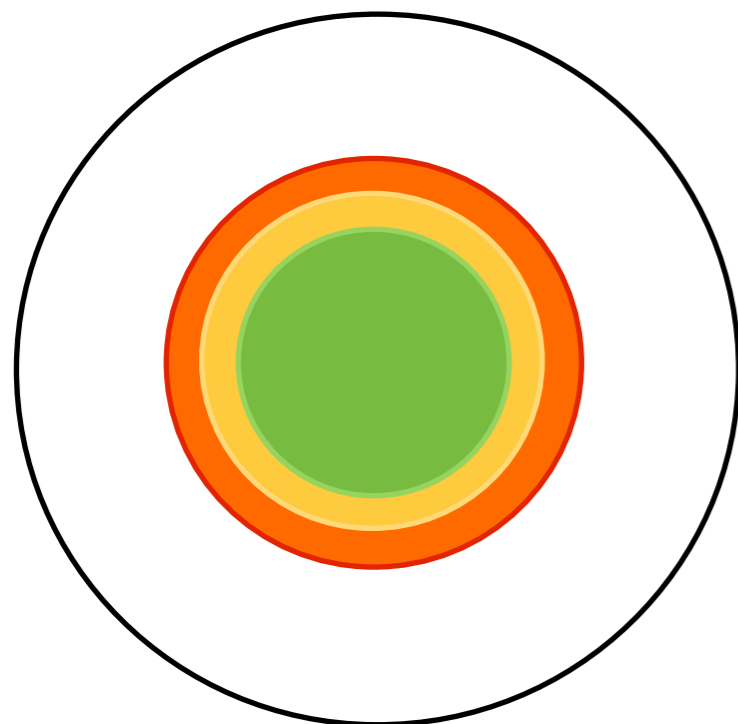


Figure 16.9 The star moves down from the red giant branch onto the horizontal branch. For about 100 million years or less, the star will remain on the horizontal branch and burn helium in its core and hydrogen in a surrounding shell.

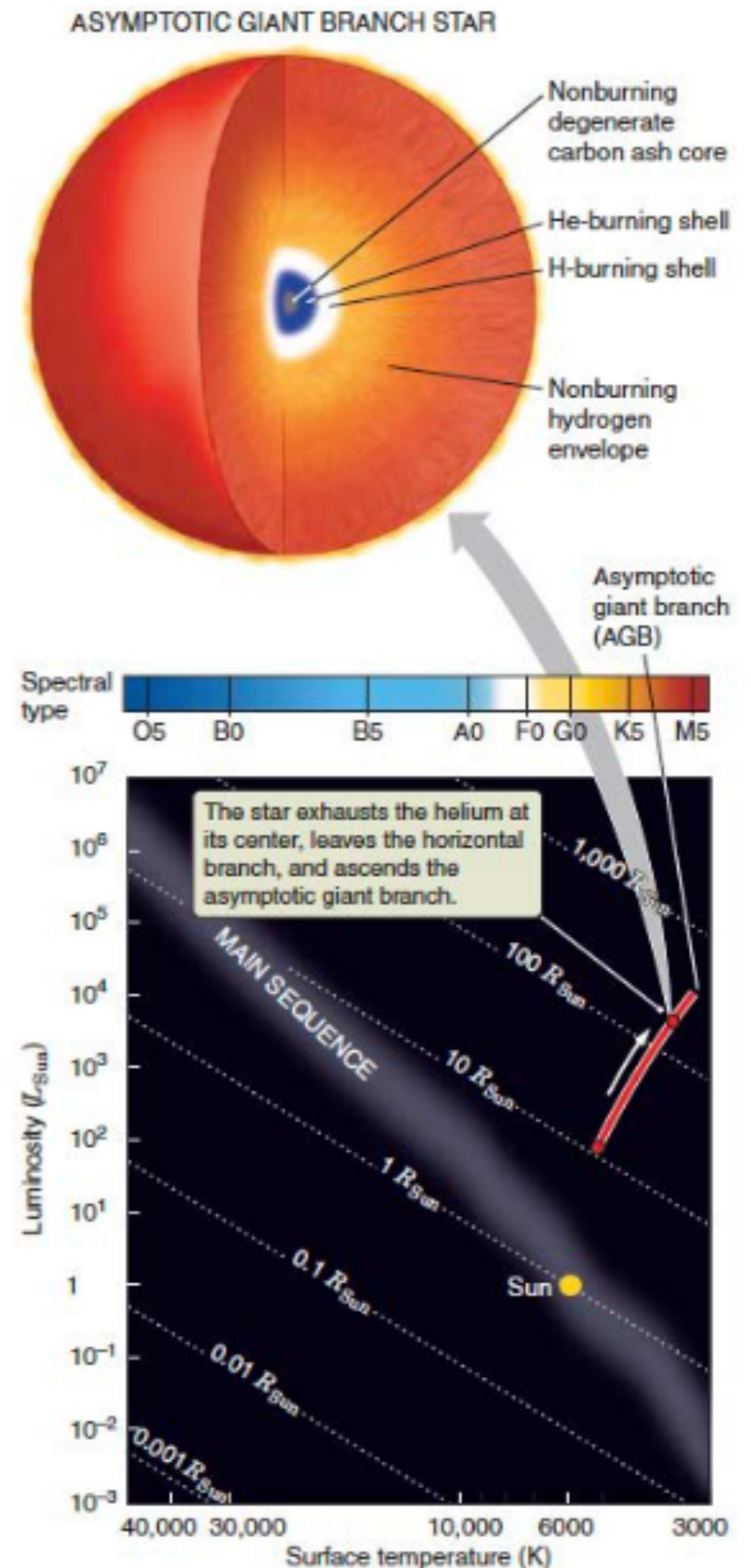
Rama Asintótica de las Gigantes

- Cuando se agota el He la estrella sale de la Rama Horizontal y sube por la Rama Asintótica de las Gigantes (AGB)
- En esta fase tiene un núcleo inerte de C y O (no hay fusión) pero se alterna la quema en dos cascarones: uno de quema de He en C y O (interior), otro de H en He, rodeado de una envolvente convectiva (notar la similitud con la fase gigante roja)

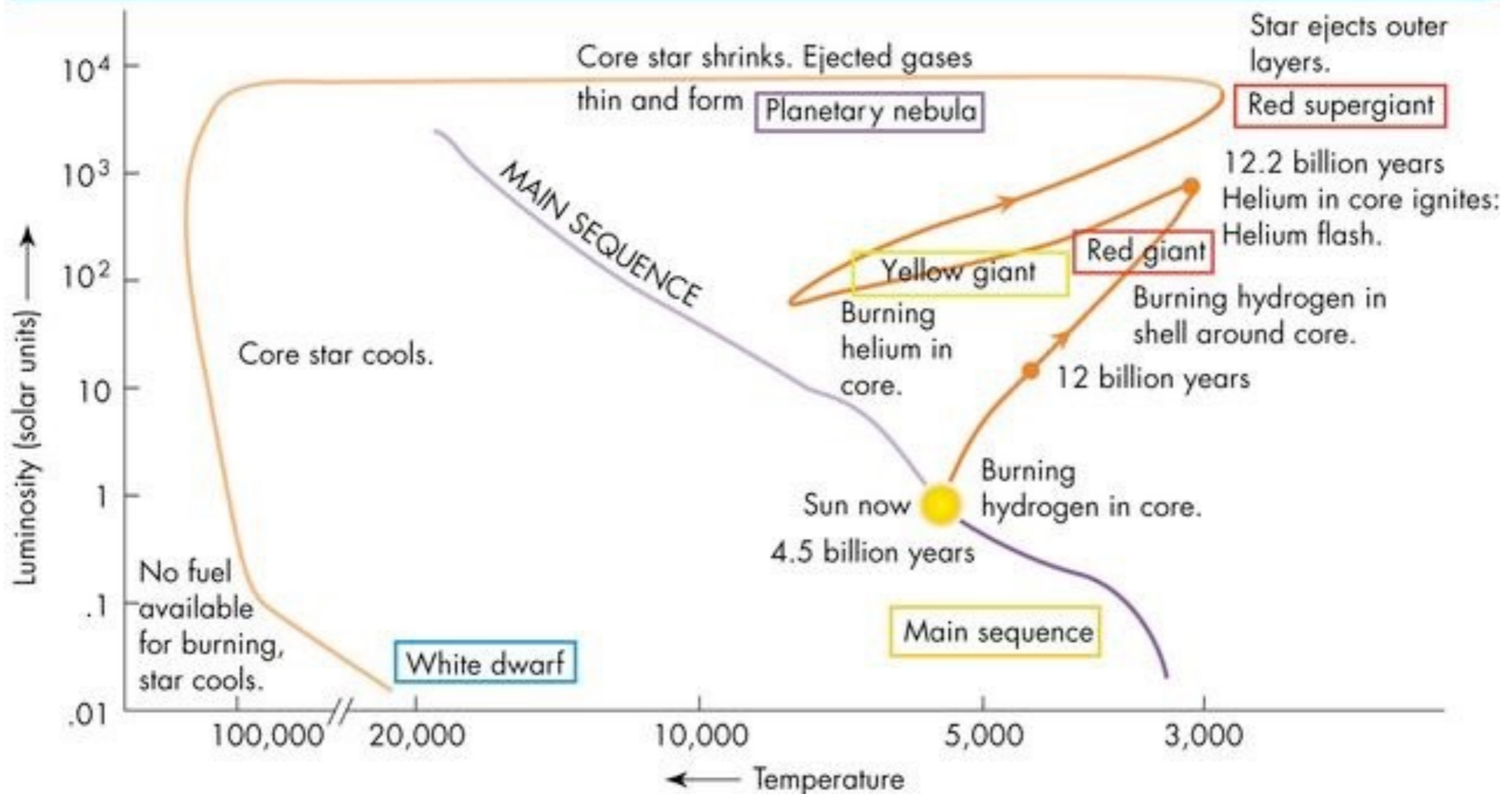
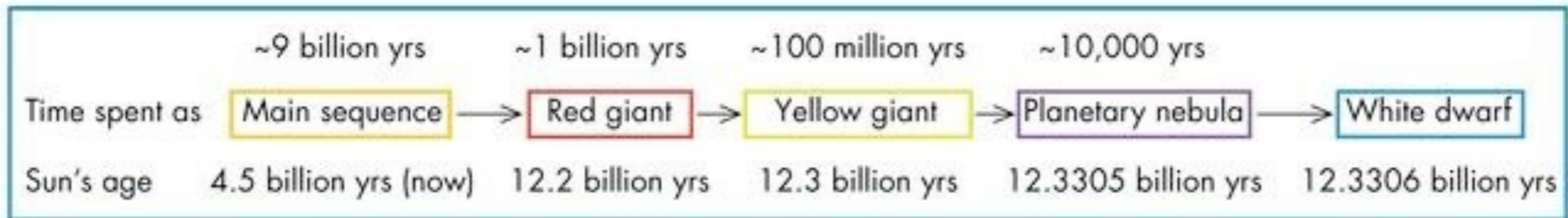


Fusión de H
Fusión de He
Núcleo inerte
de C y O

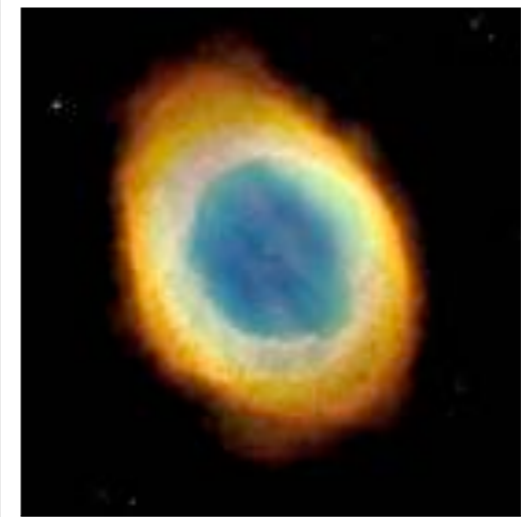
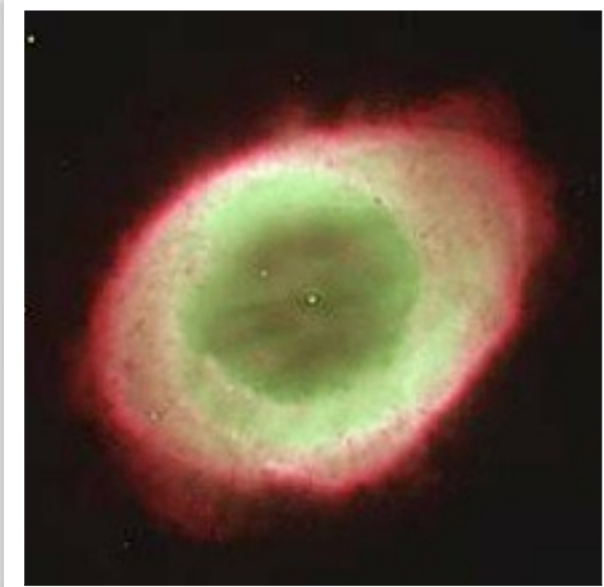
cuando se agota la
quema en cascarones,
viene la fase post-AGB



Rama Asintótica de las Gigantes



Nebulosas planetarias



se llaman así porque su apariencia se solía confundir con la de los planetas en las primeras observaciones telescópicas
(pero no tienen nada que ver!)

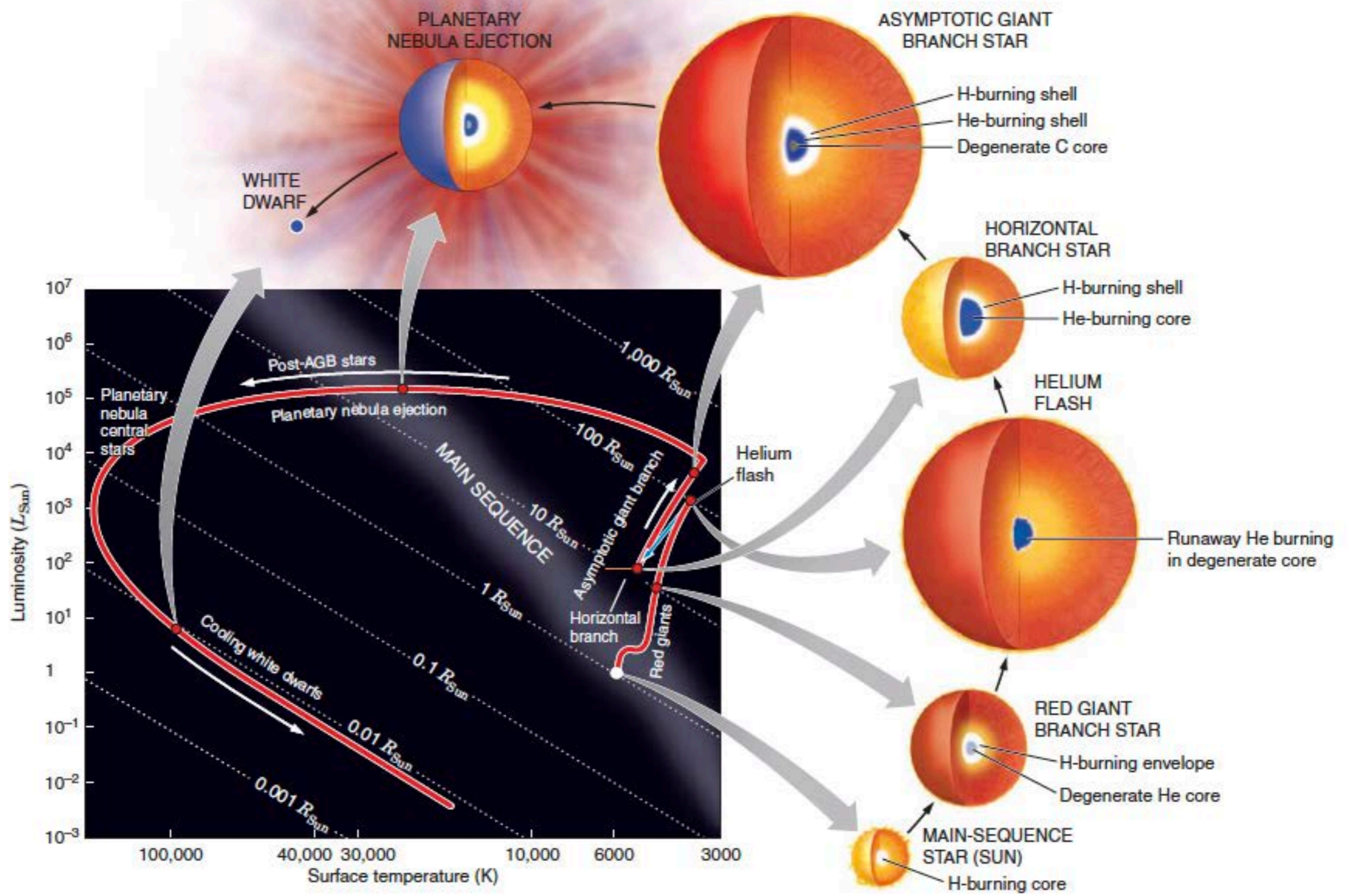
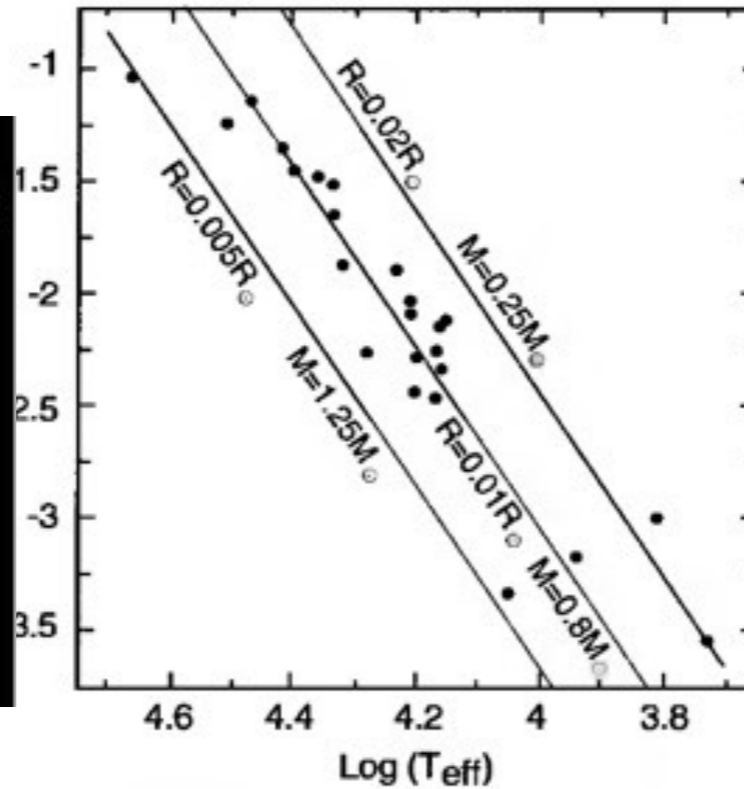
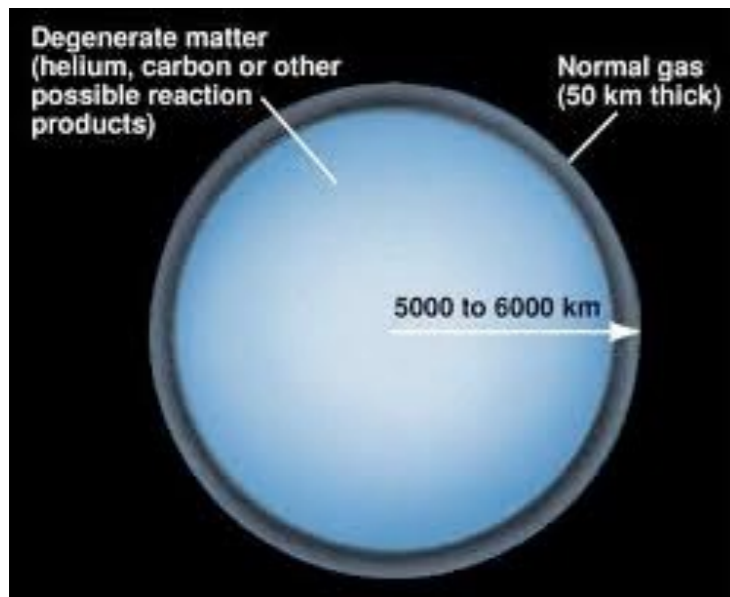
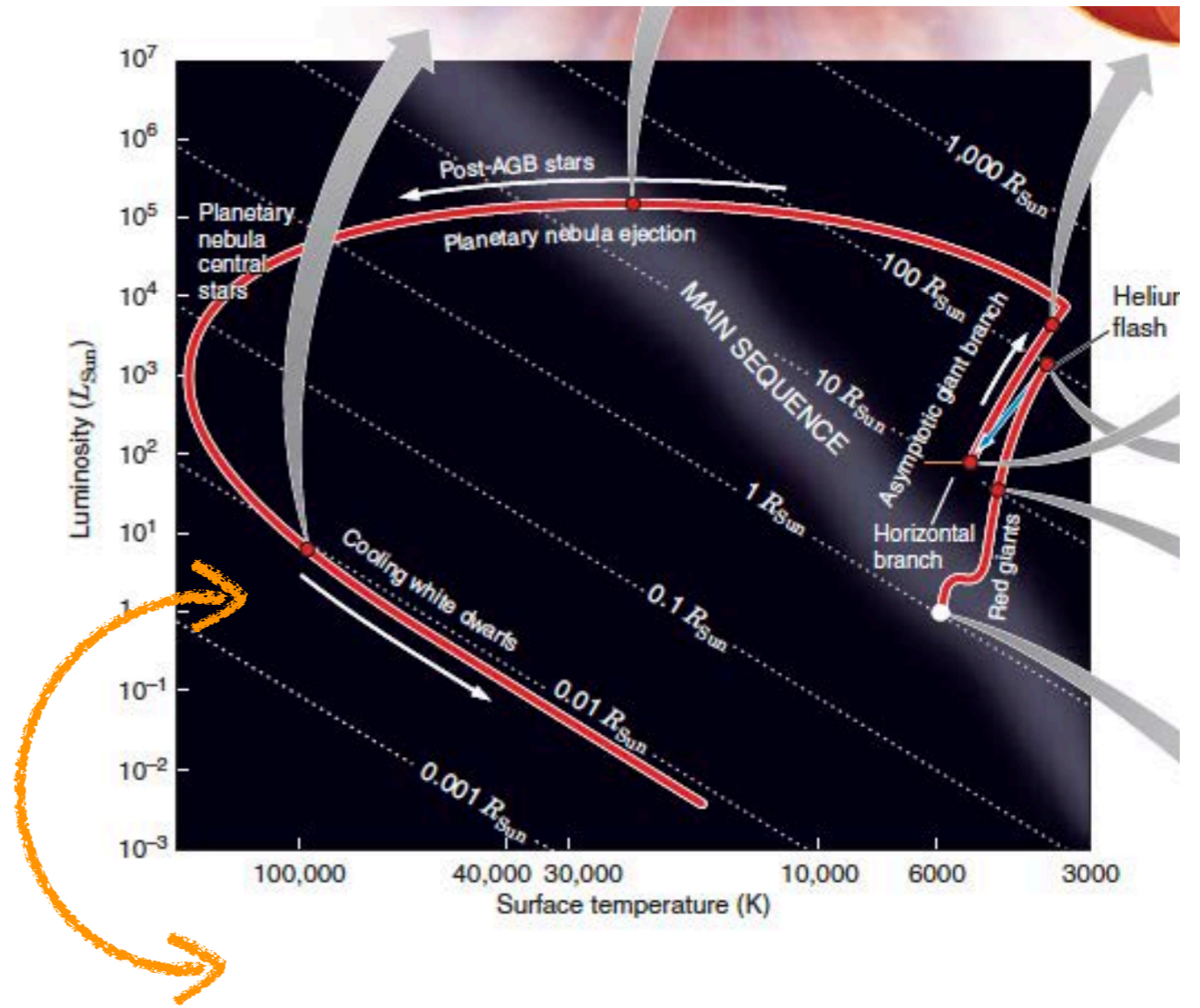


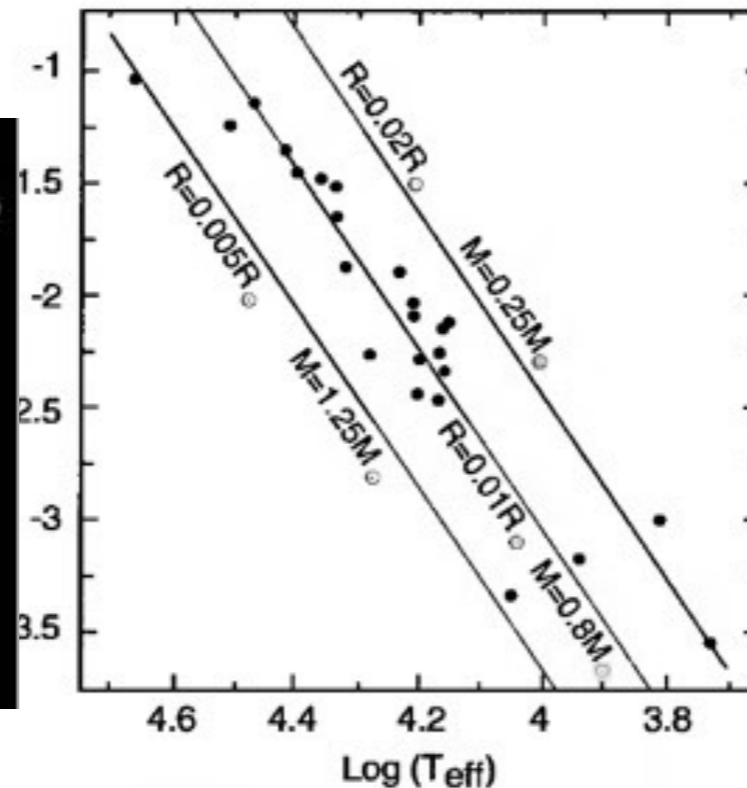
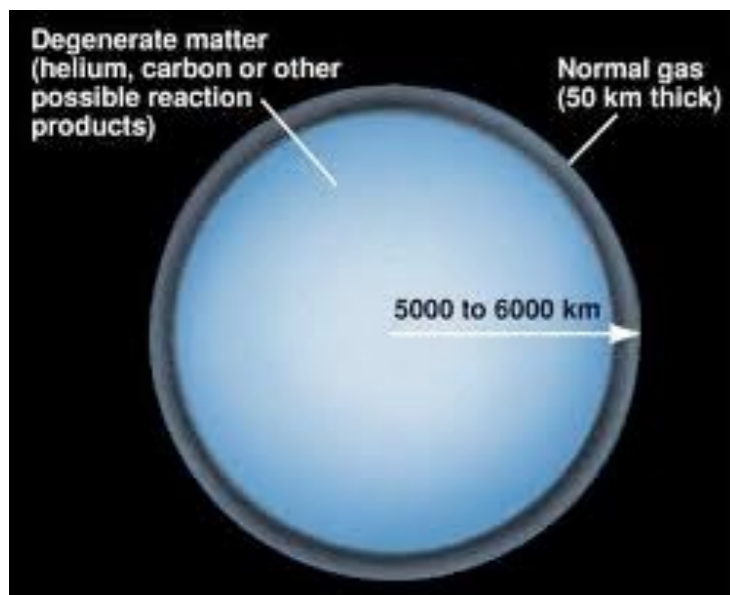
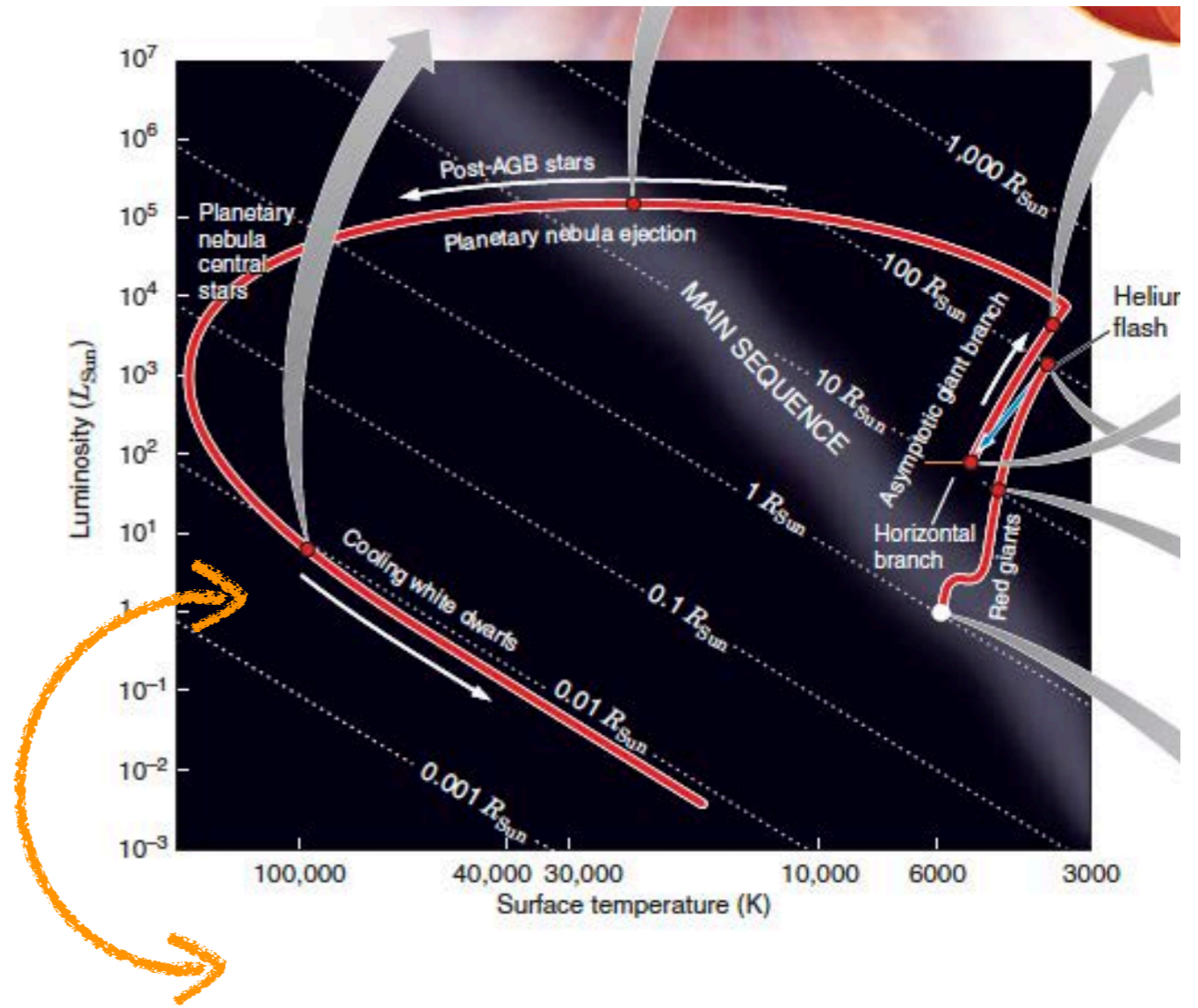
Figure 16.13 This H-R diagram summarizes the stages in the post-main-sequence evolution of a $1-M_{\text{Sun}}$ star.

Enanas Blancas



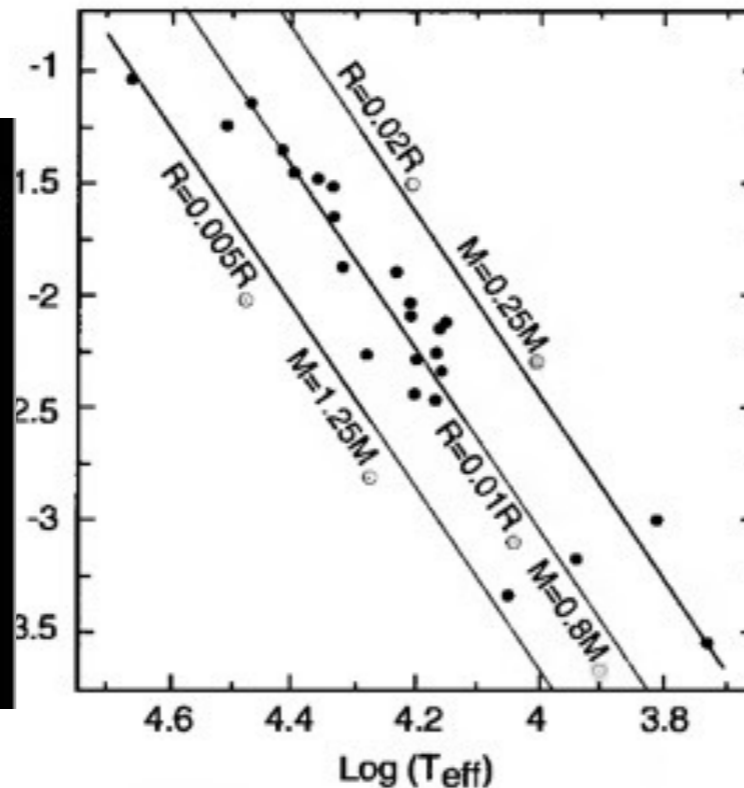
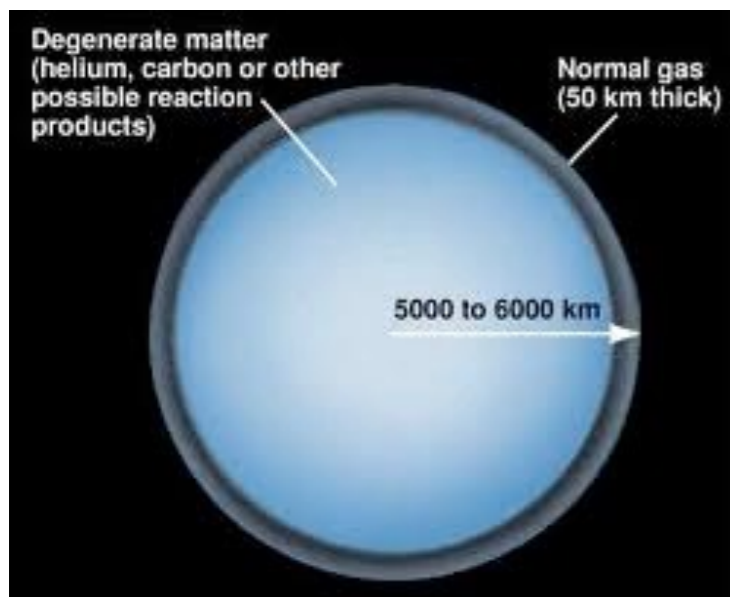
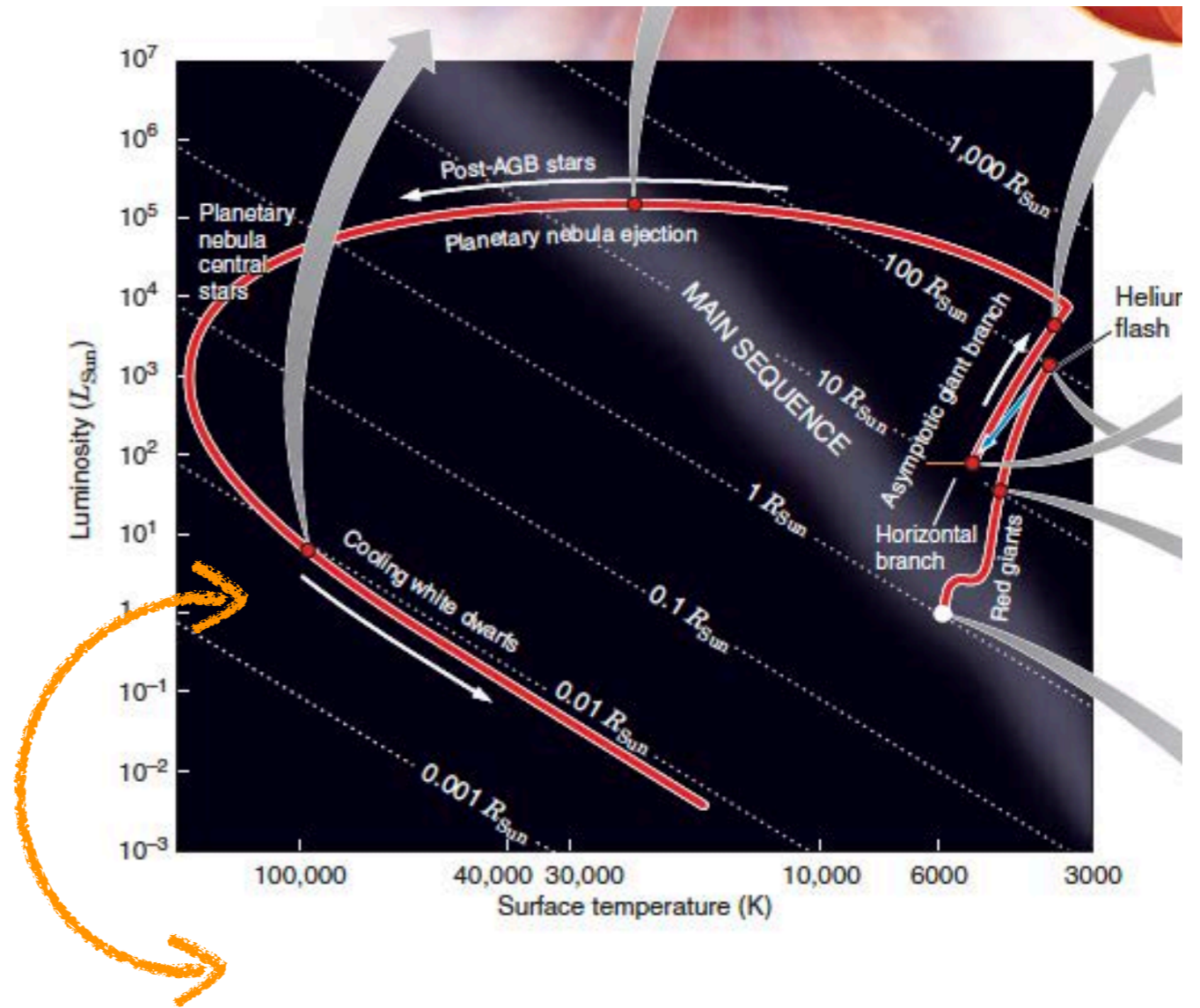
Enanas Blancas

- Interior degenerado sin reacciones nucleares. Radían la energía térmica acumulada que les queda



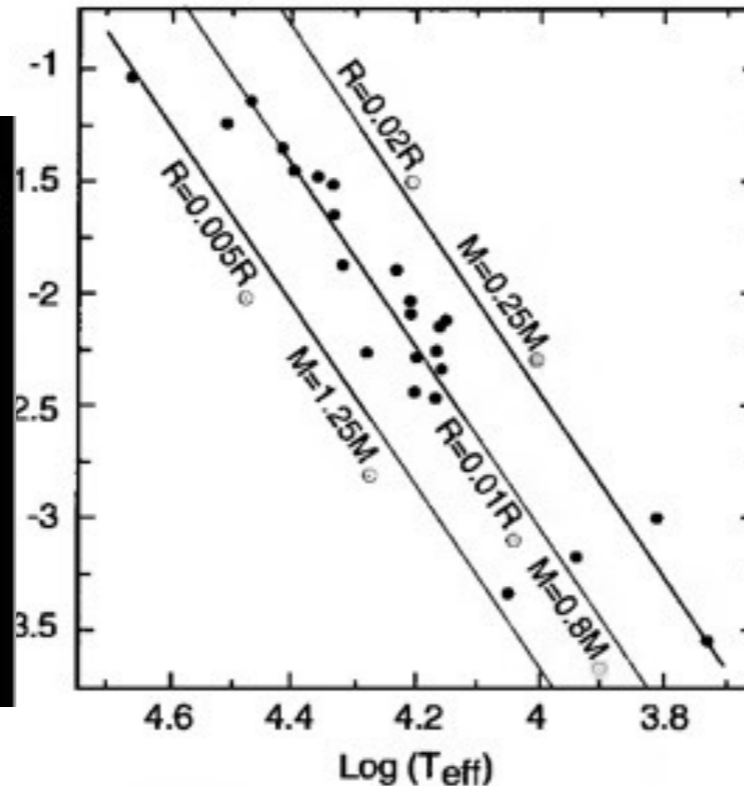
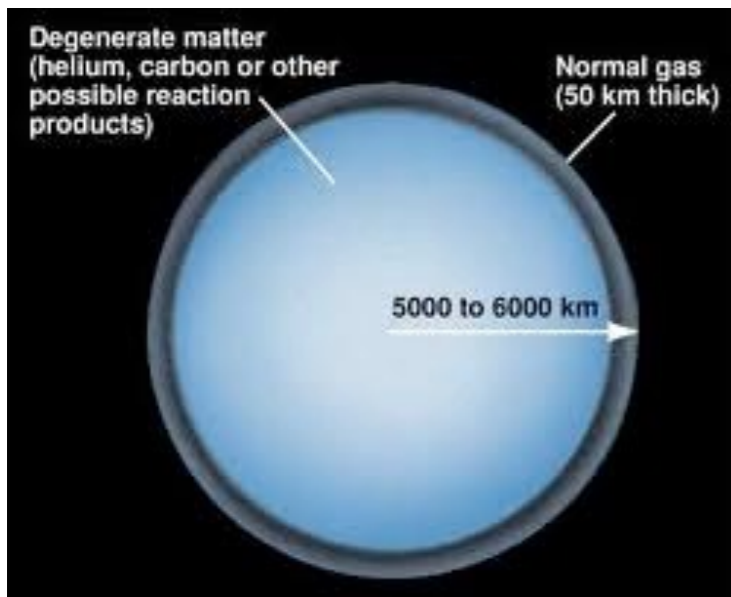
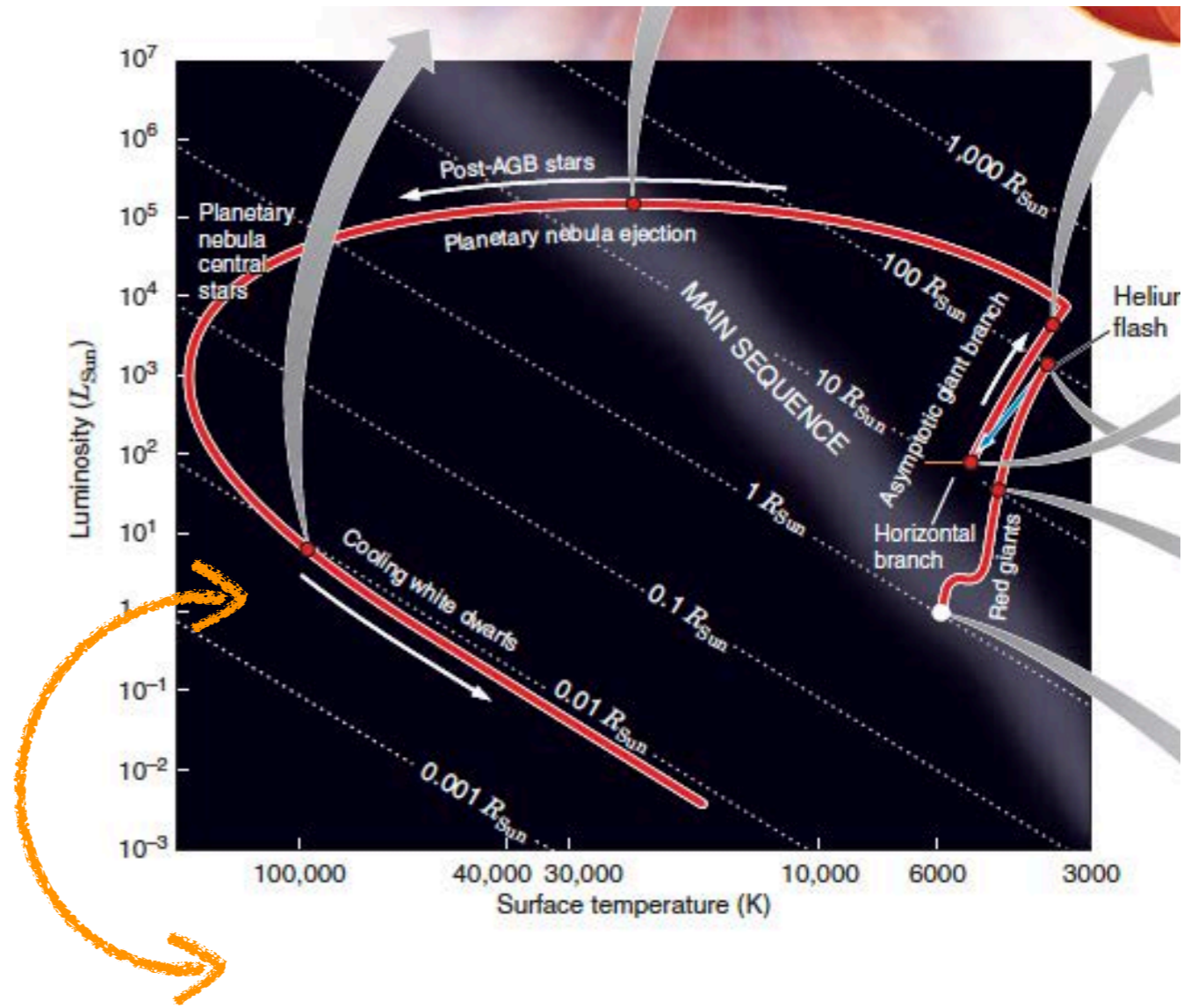
Enanas Blancas

- Interior degenerado sin reacciones nucleares. Radían la energía térmica acumulada que les queda
- Esto ocurre en la *escala de tiempo térmica*, que es el tiempo que lleva a un fotón escapar del interior de la estrella



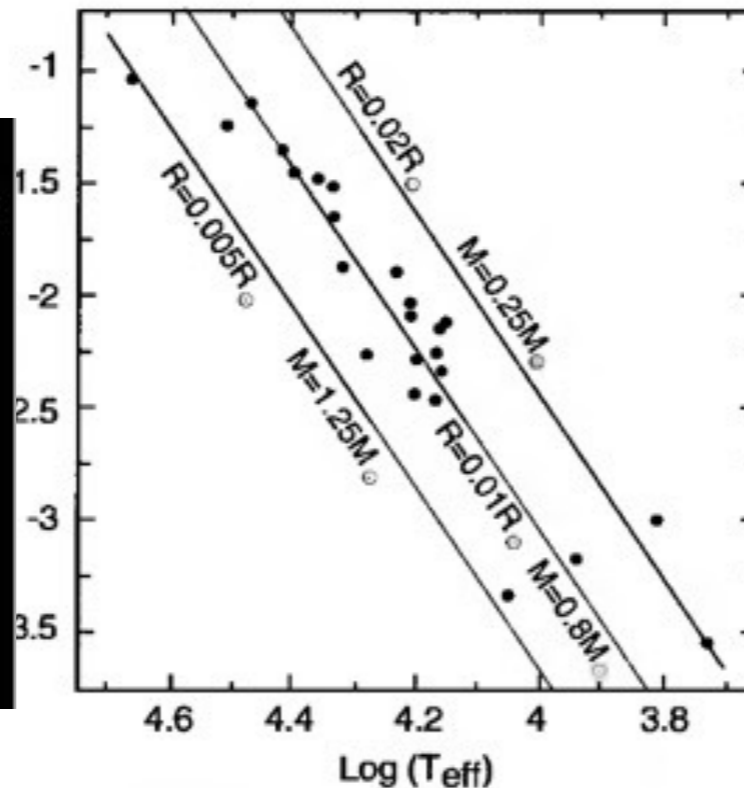
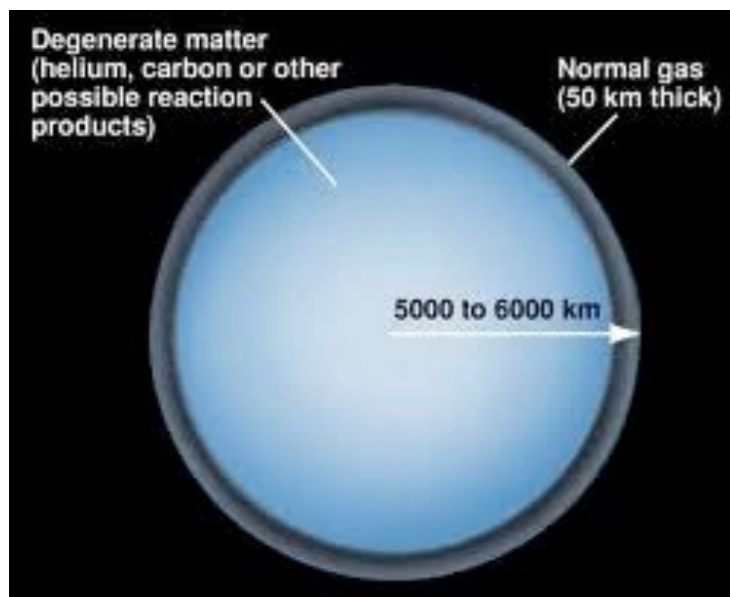
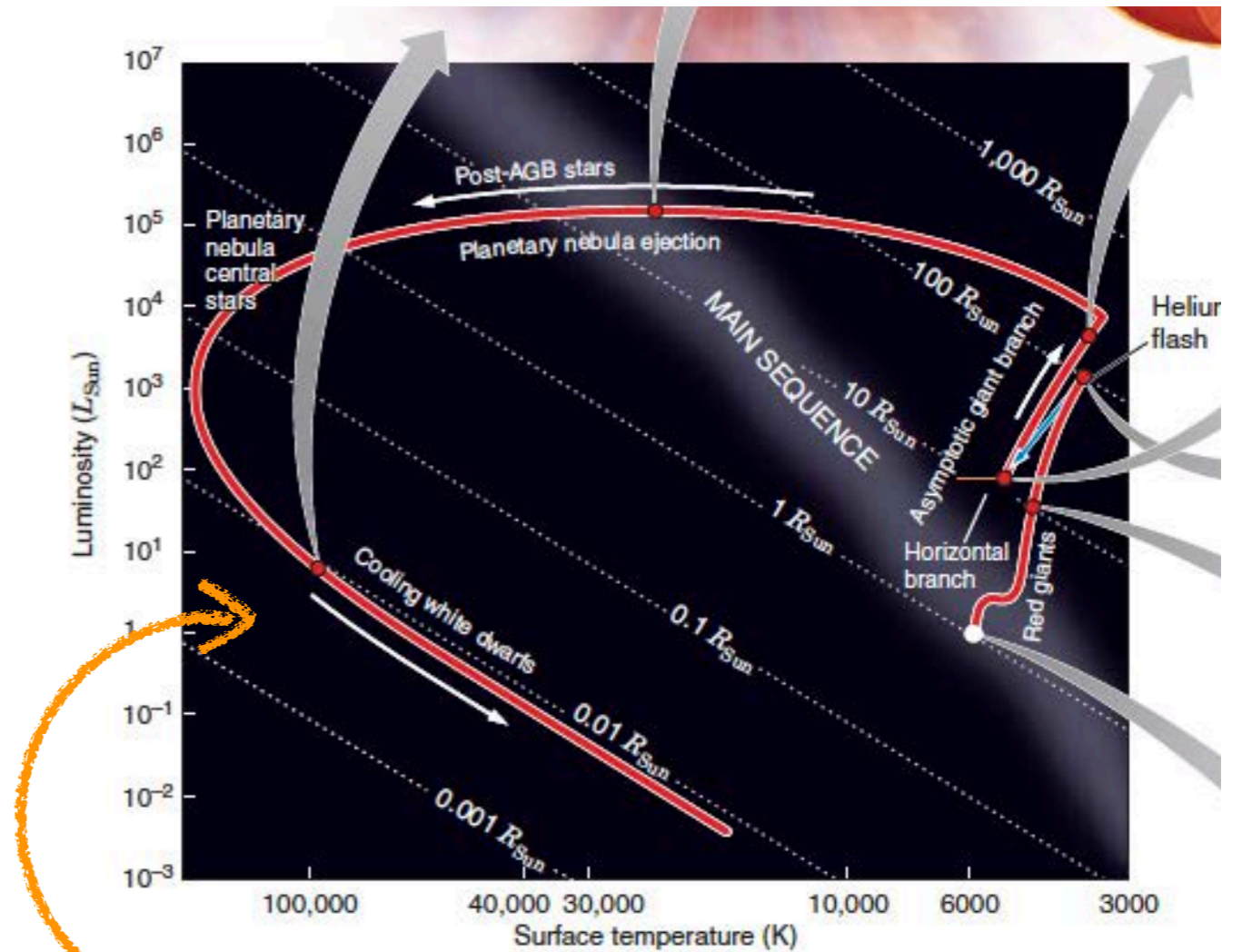
Enanas Blancas

- Interior degenerado sin reacciones nucleares. Radían la energía térmica acumulada que les queda
- Esto ocurre en la *escala de tiempo térmica*, que es el tiempo que lleva a un fotón escapar del interior de la estrella
- Van a enfriarse y palidecer monótonamente con el tiempo



Enanas Blancas

- Interior degenerado sin reacciones nucleares. Radían la energía térmica acumulada que les queda
- Esto ocurre en la *escala de tiempo térmica*, que es el tiempo que lleva a un fotón escapar del interior de la estrella
- Van a enfriarse y palidecer monótonamente con el tiempo



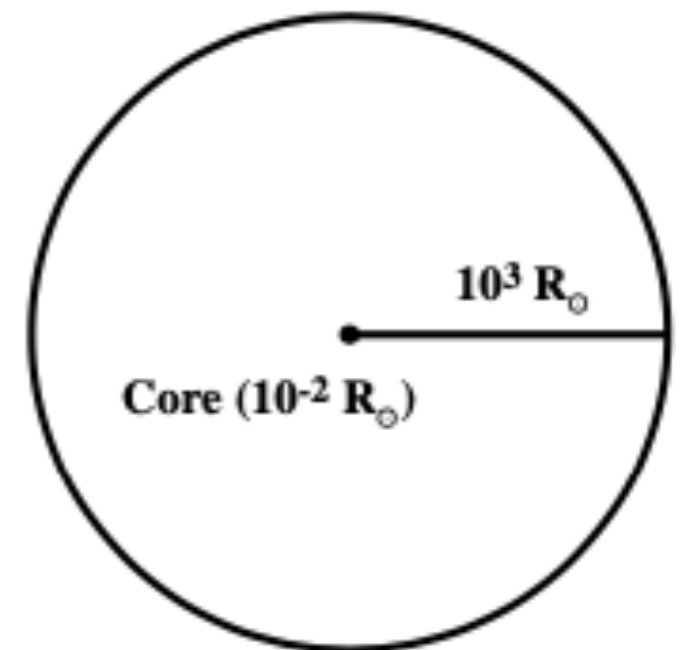
- la trayectoria evolutiva de las enanas blancas en el diagrama H-R va a lo largo de una línea de radio constante, **no se contraen** -> la presión de degeneración de electrones las soporta y es independiente de la Temperatura (pueden perder energía, enfriándose indefinidamente sin contraerse)

Evolución de estrellas de $M > 8M_{\odot}$

Estrellas Masivas

- Al agotarse la quema de He, estrellas cada vez más masivas queman elementos cada vez más pesados en sucesivos cascarones -> estratificación del núcleo (fase supergigante)
- Las estrellas de masa $M > 8M_{\odot}$ llegan a formar Fe en el núcleo

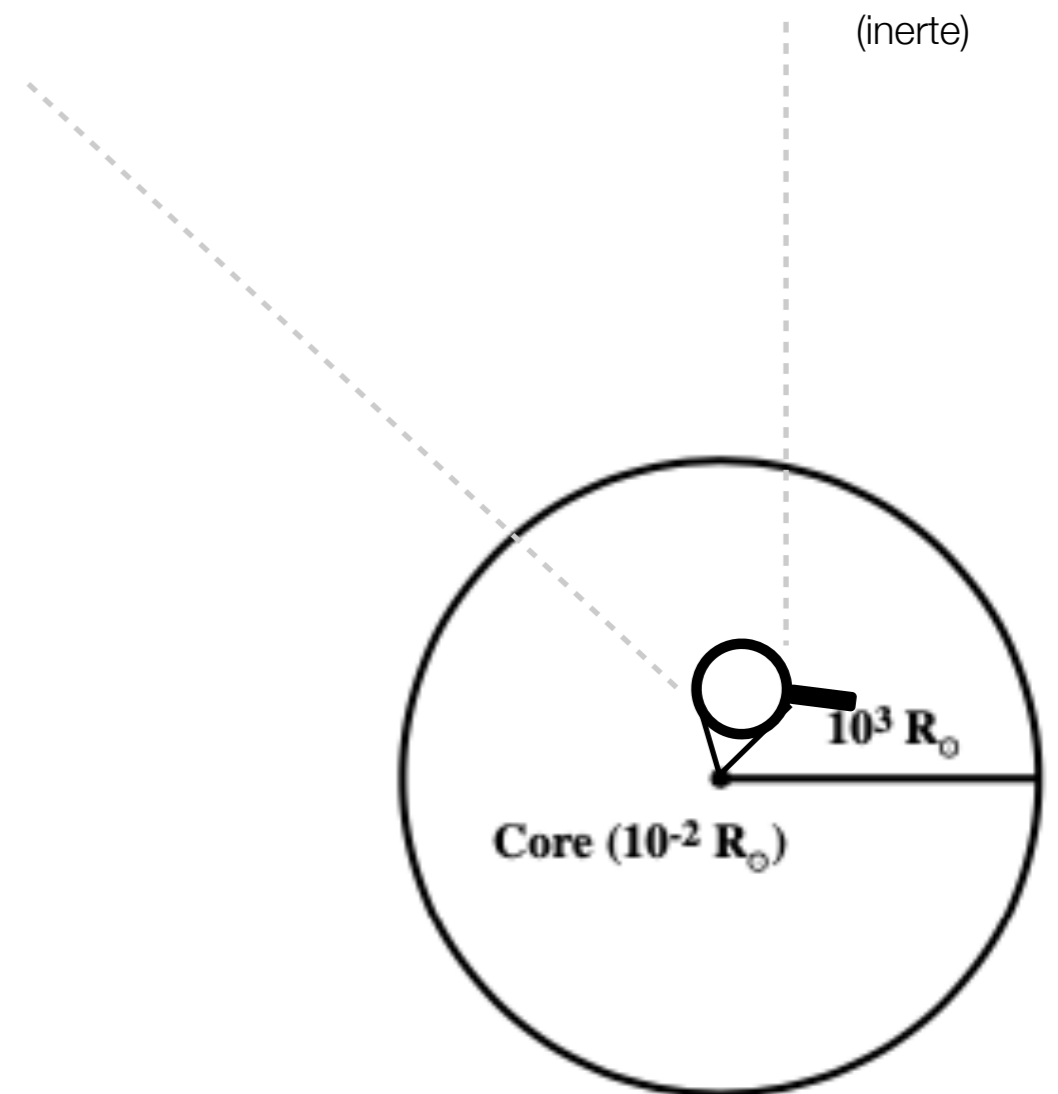
(inerte)



Estrella

Estrellas Masivas

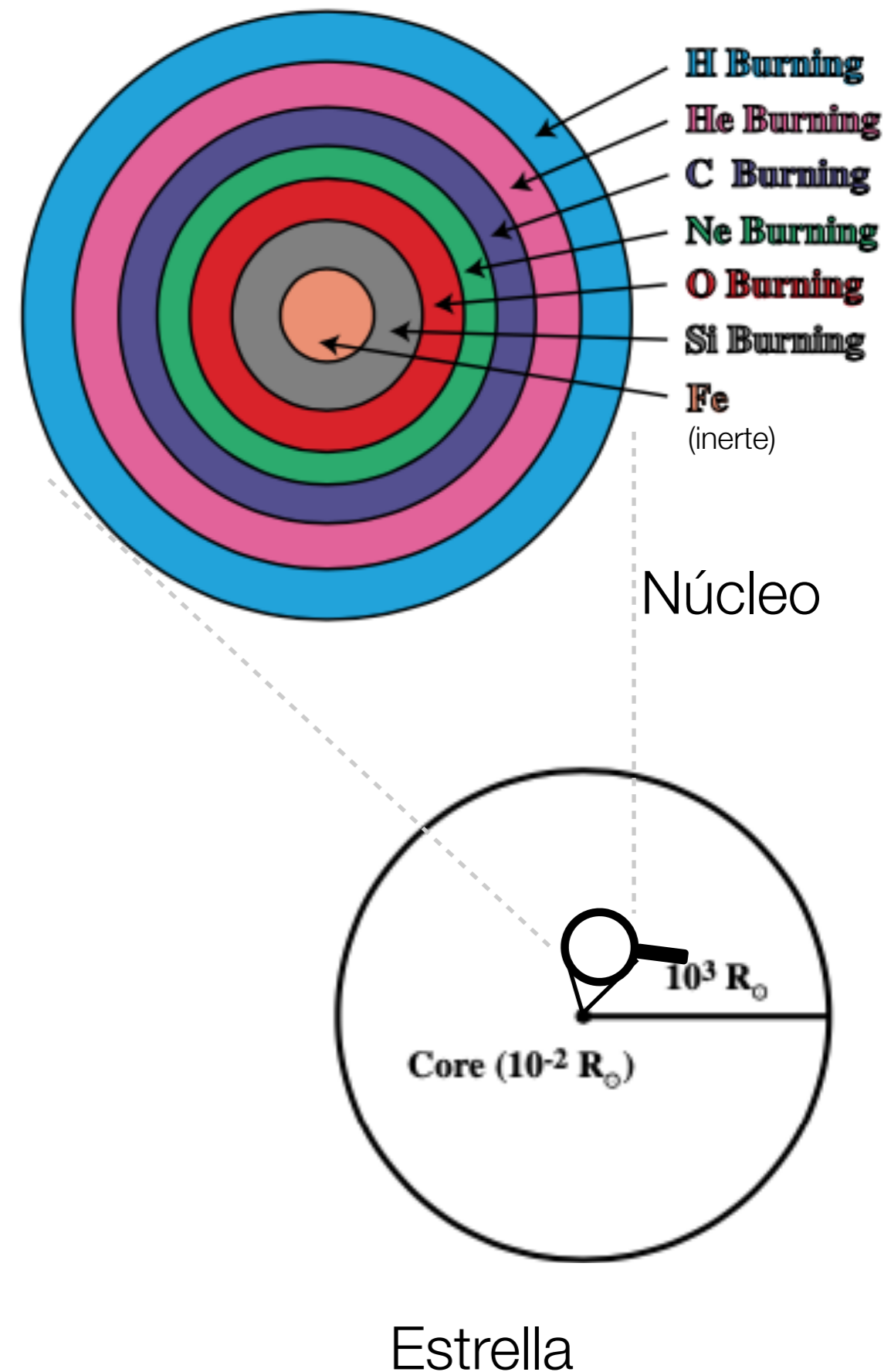
- Al agotarse la quema de He, estrellas cada vez más masivas queman elementos cada vez más pesados en sucesivos cascarones -> estratificación del núcleo (fase supergigante)
- Las estrellas de masa $M > 8M_{\odot}$ llegan a formar Fe en el núcleo



Estrella

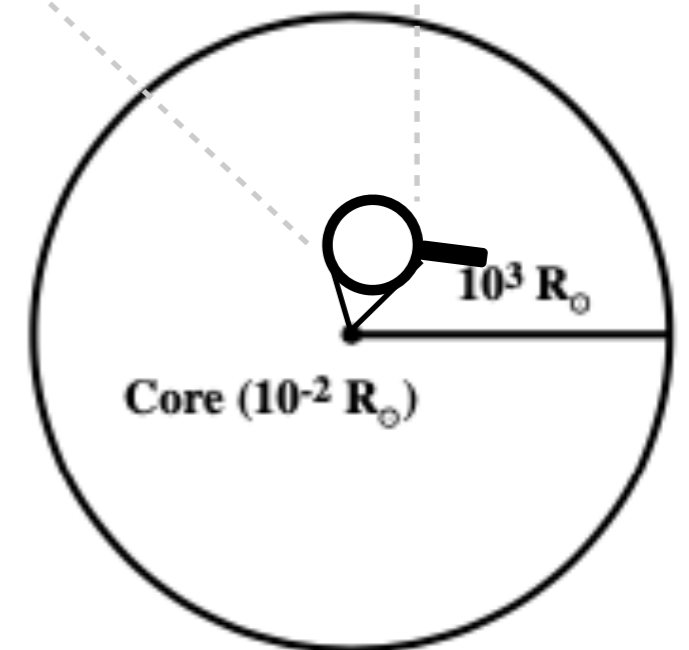
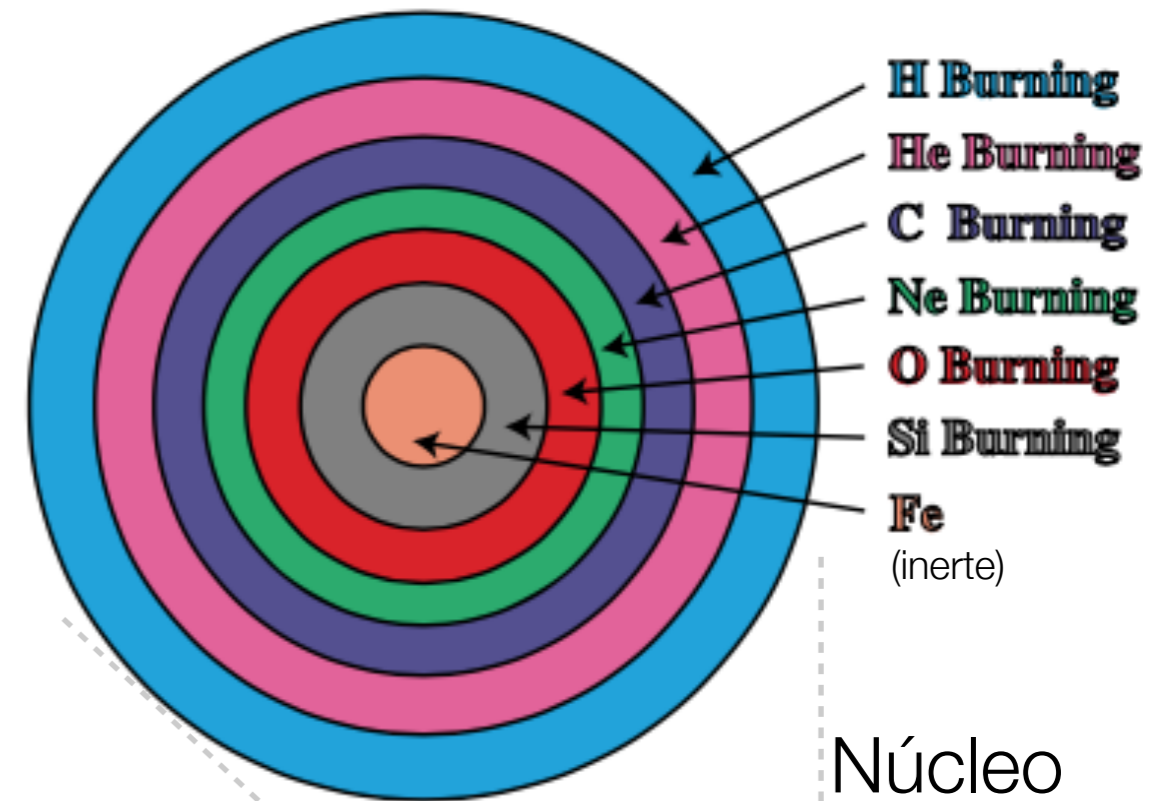
Estrellas Masivas

- Al agotarse la quema de He, estrellas cada vez más masivas queman elementos cada vez más pesados en sucesivos cascarones -> estratificación del núcleo (fase supergigante)
- Las estrellas de masa $M > 8M_{\odot}$ llegan a formar Fe en el núcleo

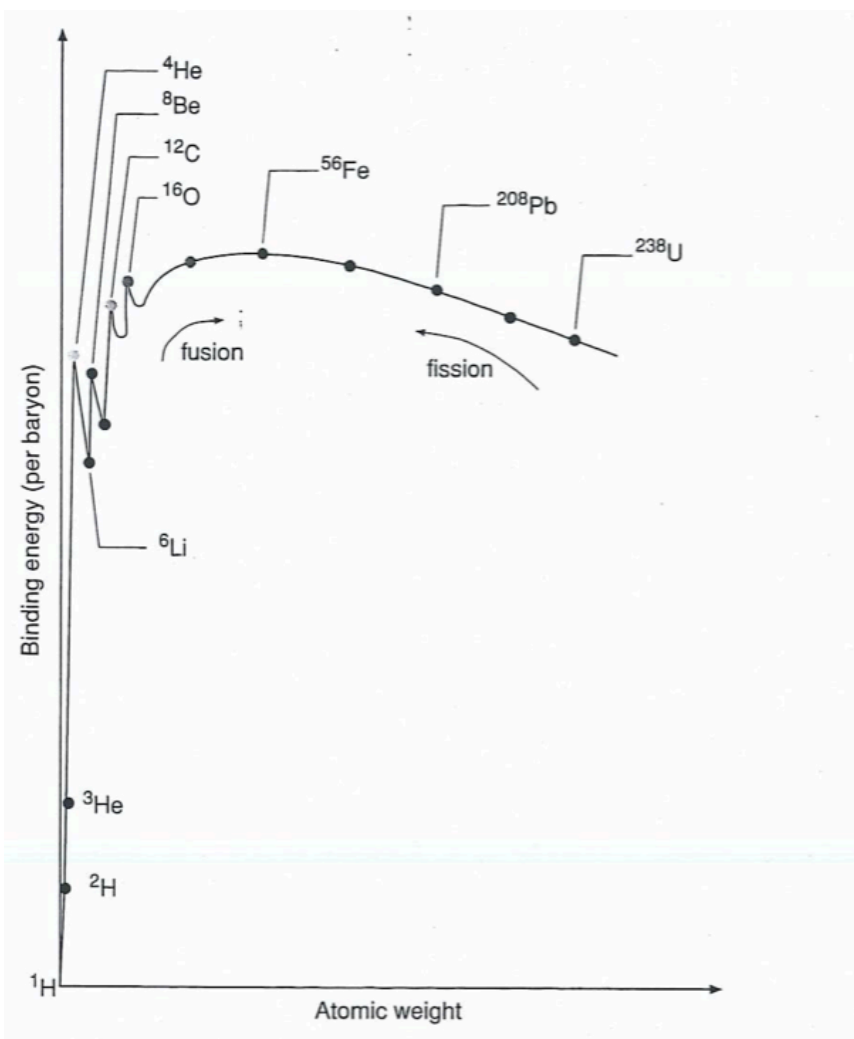


Estrellas Masivas

- Al agotarse la quema de He, estrellas cada vez más masivas queman elementos cada vez más pesados en sucesivos cascarones -> estratificación del núcleo (fase supergigante)
- Las estrellas de masa $M > 8M_{\odot}$ llegan a formar Fe en el núcleo

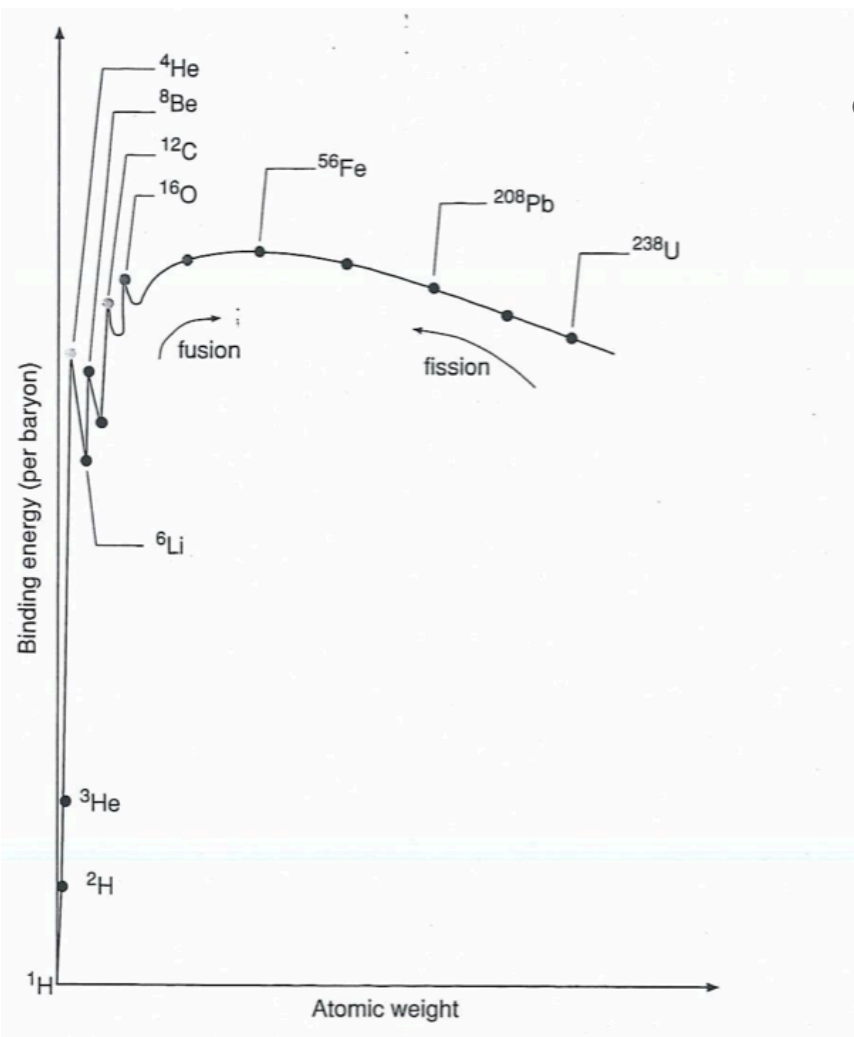
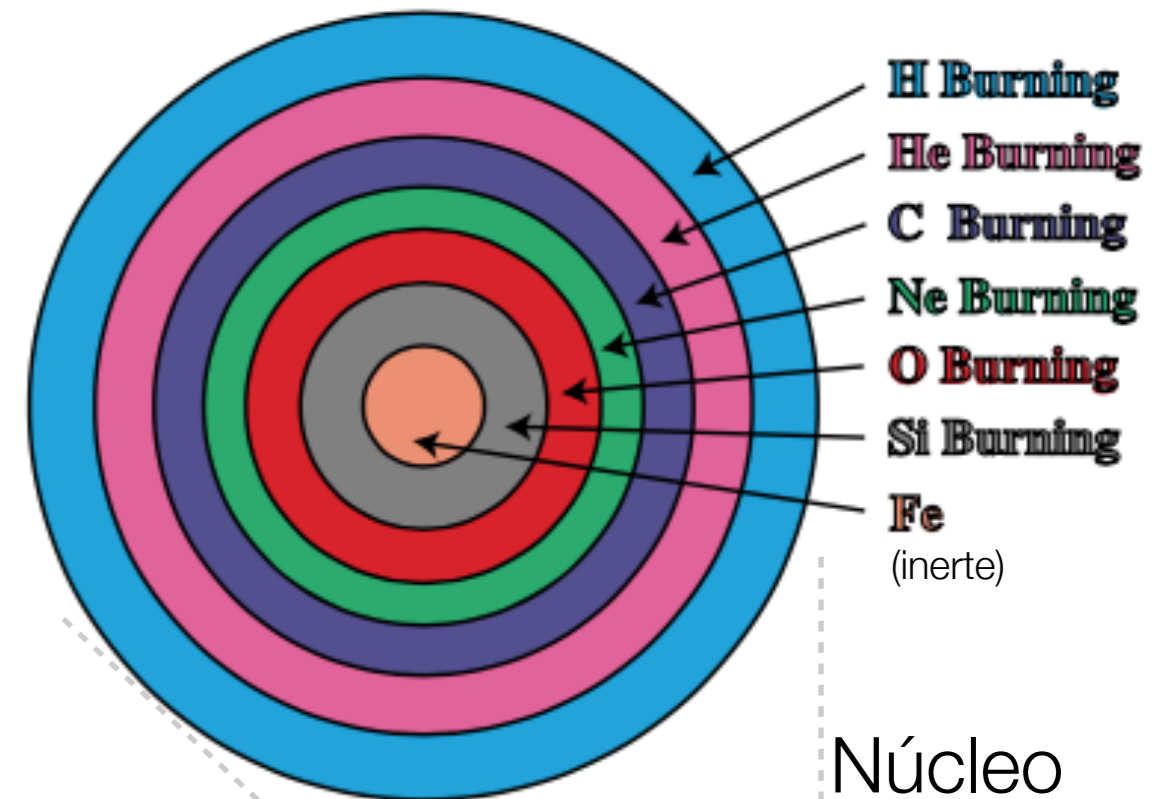


Estrella

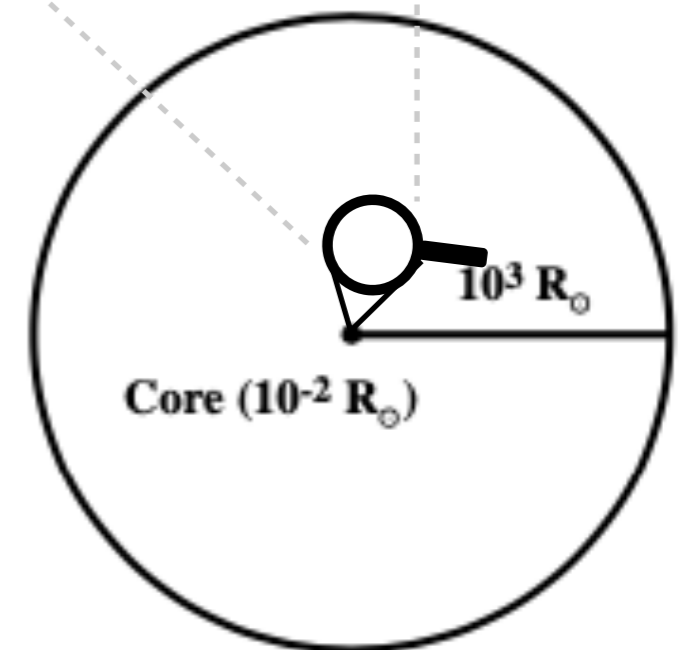


Estrellas Masivas

- Al agotarse la quema de He, estrellas cada vez más masivas queman elementos cada vez más pesados en sucesivos cascarones -> estratificación del núcleo (fase supergigante)
- Las estrellas de masa $M > 8M_{\odot}$ llegan a formar Fe en el núcleo



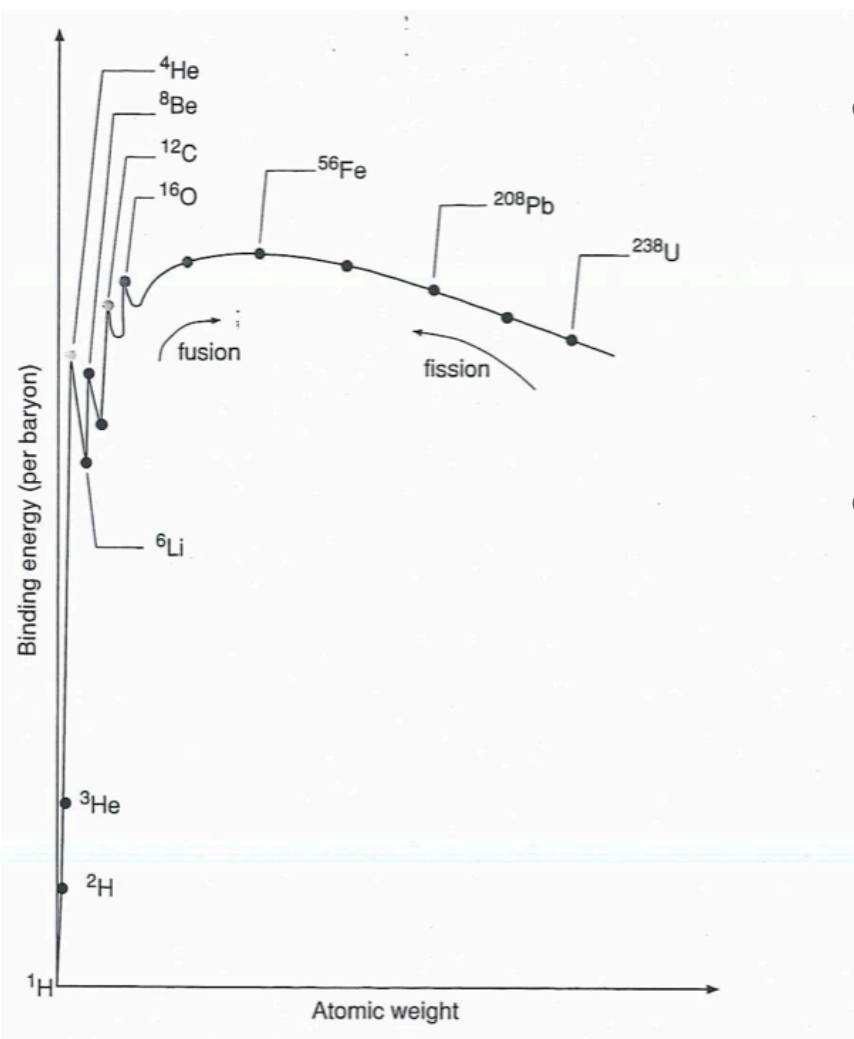
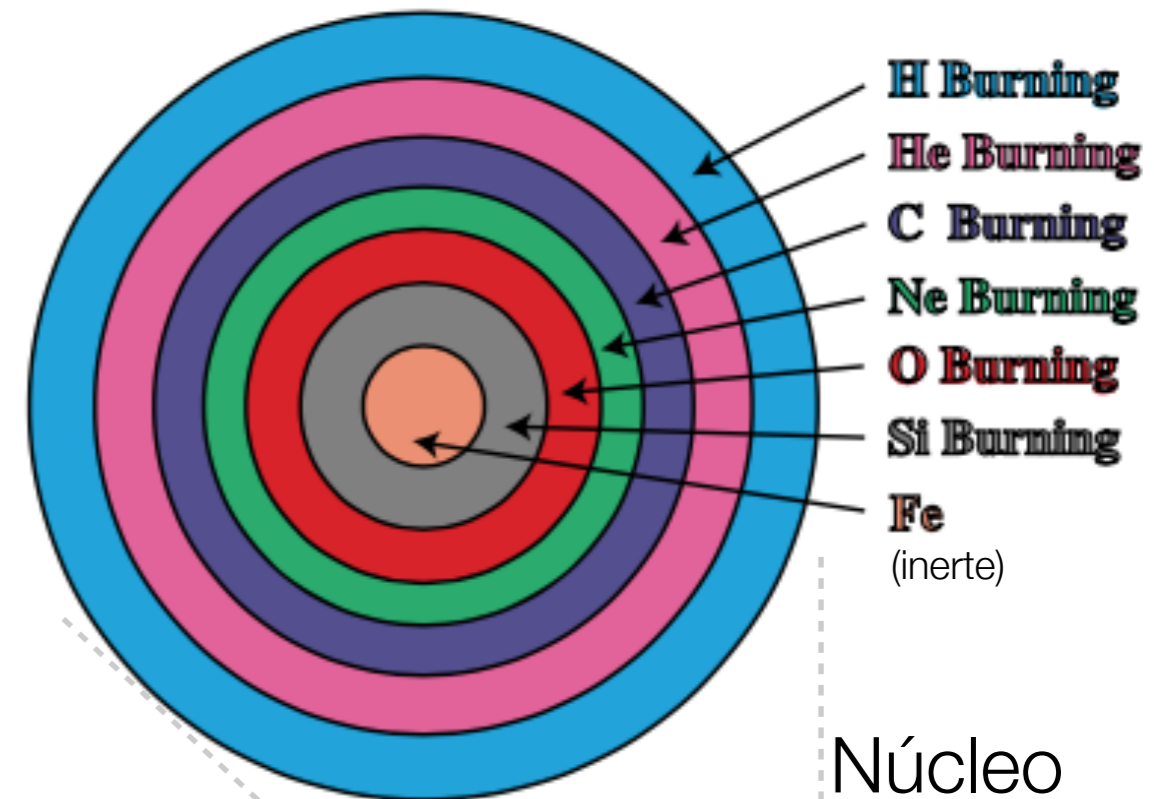
- Al llegar hasta el Fe se detiene la fusión en el núcleo (no se fusionan elementos + pesados que el Fe)



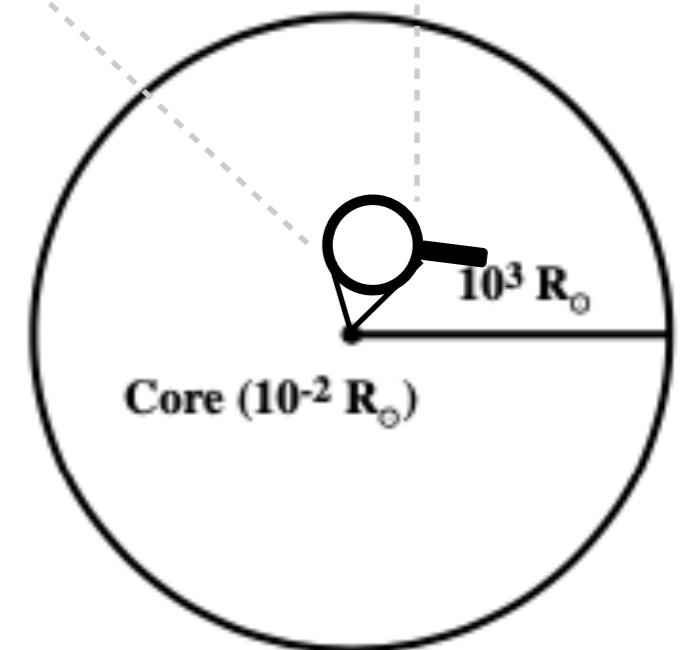
Estrella

Estrellas Masivas

- Al agotarse la quema de He, estrellas cada vez más masivas queman elementos cada vez más pesados en sucesivos cascarones -> estratificación del núcleo (fase supergigante)
- Las estrellas de masa $M > 8M_{\odot}$ llegan a formar Fe en el núcleo



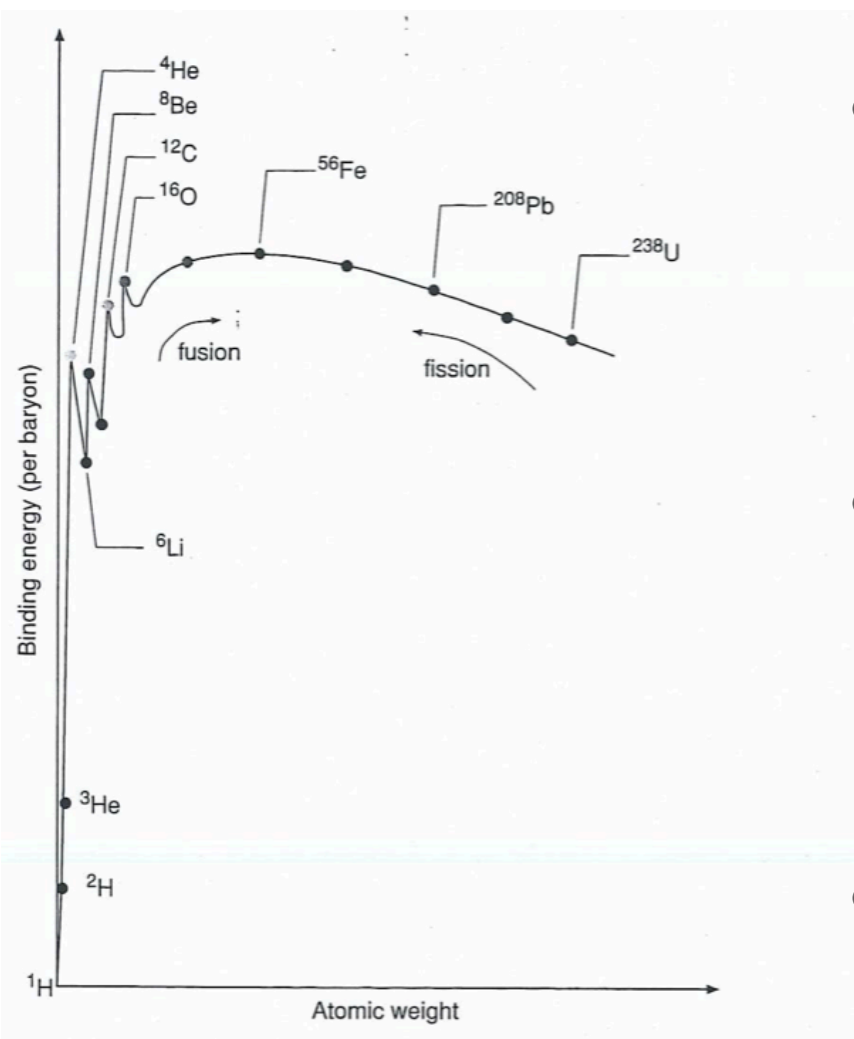
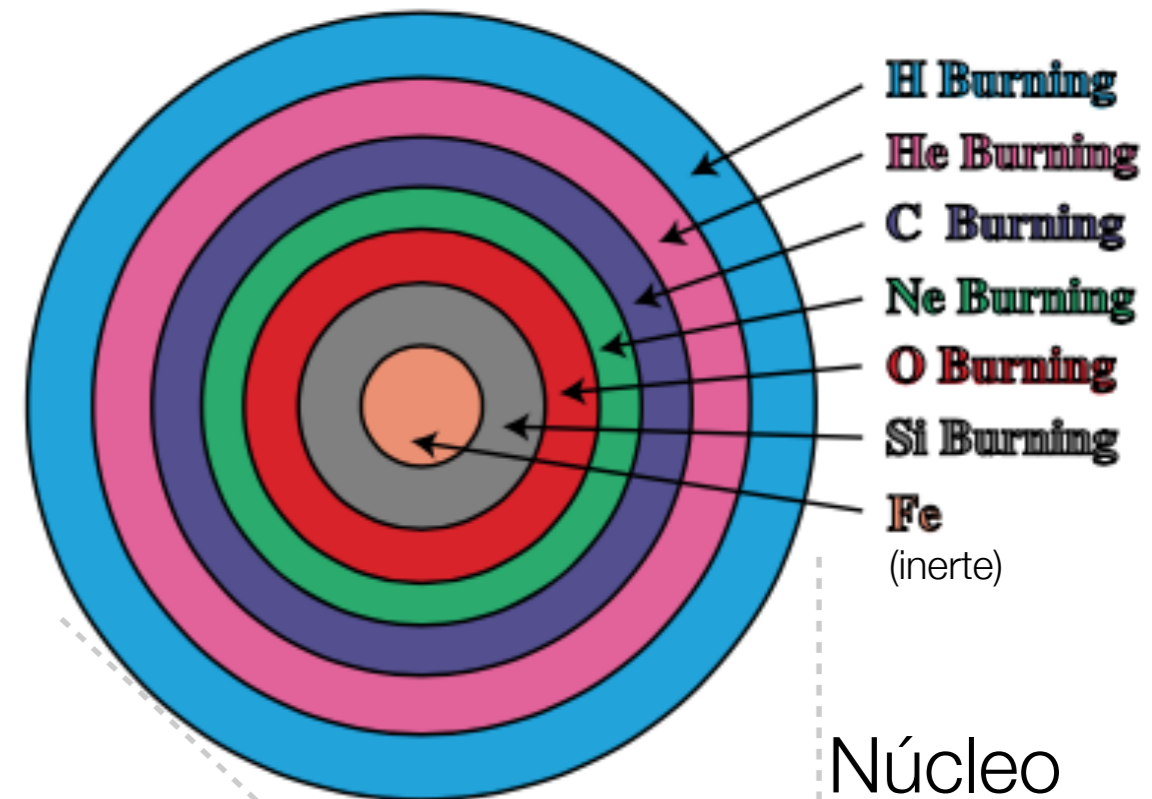
- Al llegar hasta el Fe se detiene la fusión en el núcleo (no se fusionan elementos + pesados que el Fe)
- La estrella se va quedando sin fuente interna de energía a medida que se va agotando el combustible en cada cascarón



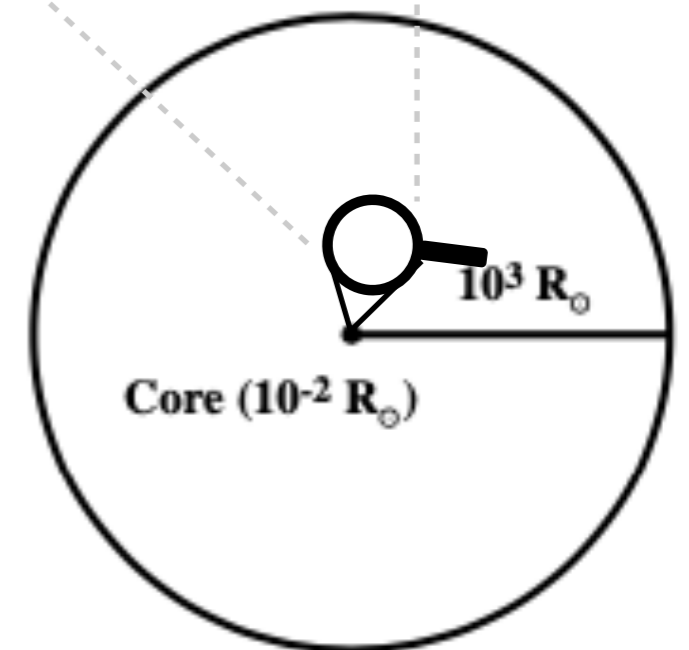
Estrella

Estrellas Masivas

- Al agotarse la quema de He, estrellas cada vez más masivas queman elementos cada vez más pesados en sucesivos cascarones -> estratificación del núcleo (fase supergigante)
- Las estrellas de masa $M > 8M_{\odot}$ llegan a formar Fe en el núcleo

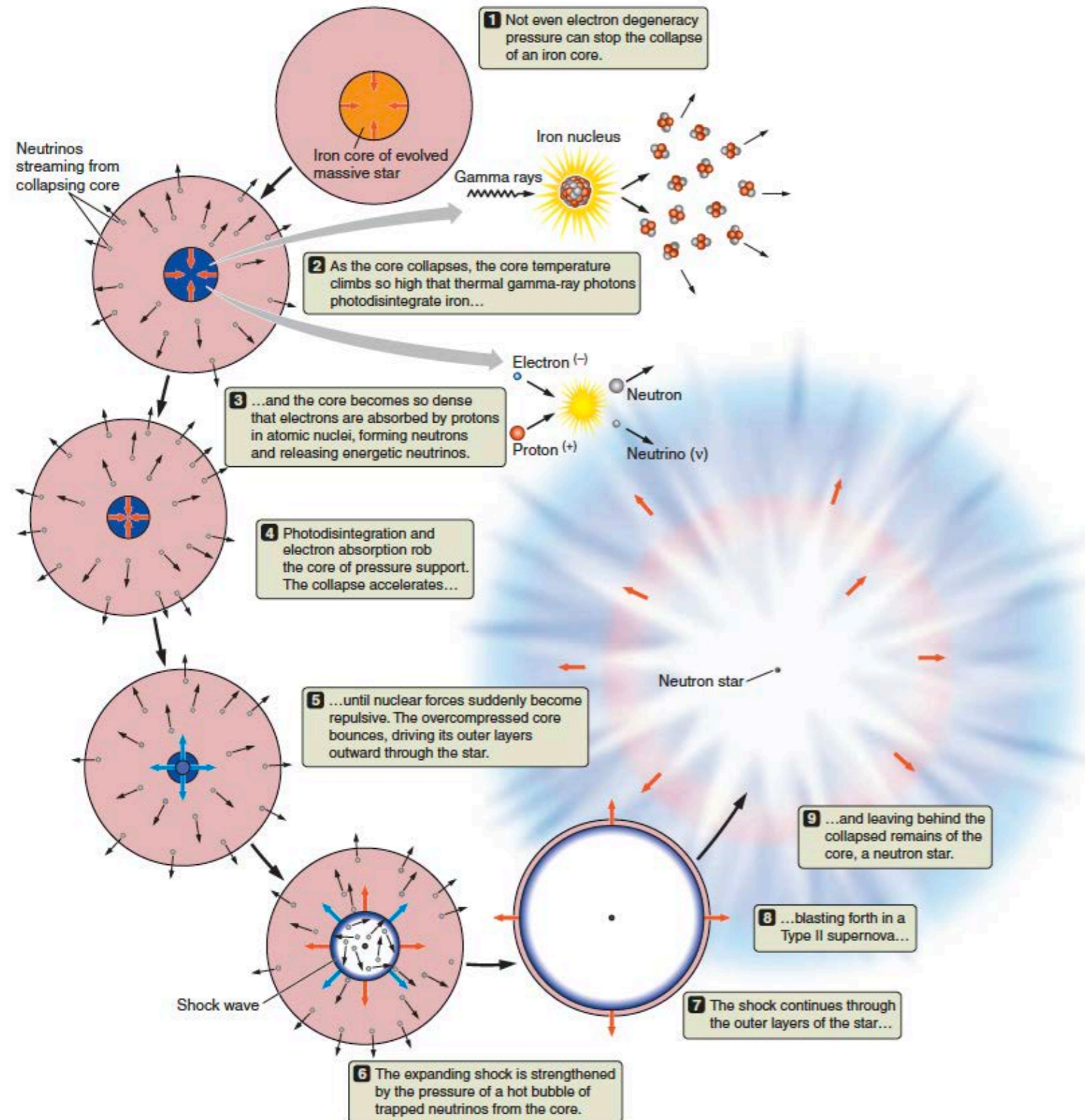


- Al llegar hasta el Fe se detiene la fusión en el núcleo (no se fusionan elementos + pesados que el Fe)
- La estrella se va quedando sin fuente interna de energía a medida que se va agotando el combustible en cada cascarón
- Comienza el colapso sin nada que lo detenga



Estrella

Colapso de una estrella masiva: Supernova



- Durante el colapso se alcanzan densidades tan altas en el núcleo que p^+ y e^- se combinan en neutrones + flujo de neutrinos
- El colapso se detiene repentinamente al alcanzarse la densidad suficiente para que se active la presión de degeneración de neutrones
- se genera una onda de choque que expulsa explosivamente la envoltura de la estrella: **supernova**
- el remanente es una **estrella de neutrones** o un **agujero negro** (depende de cómo fue el colapso)

Remanentes de supernova



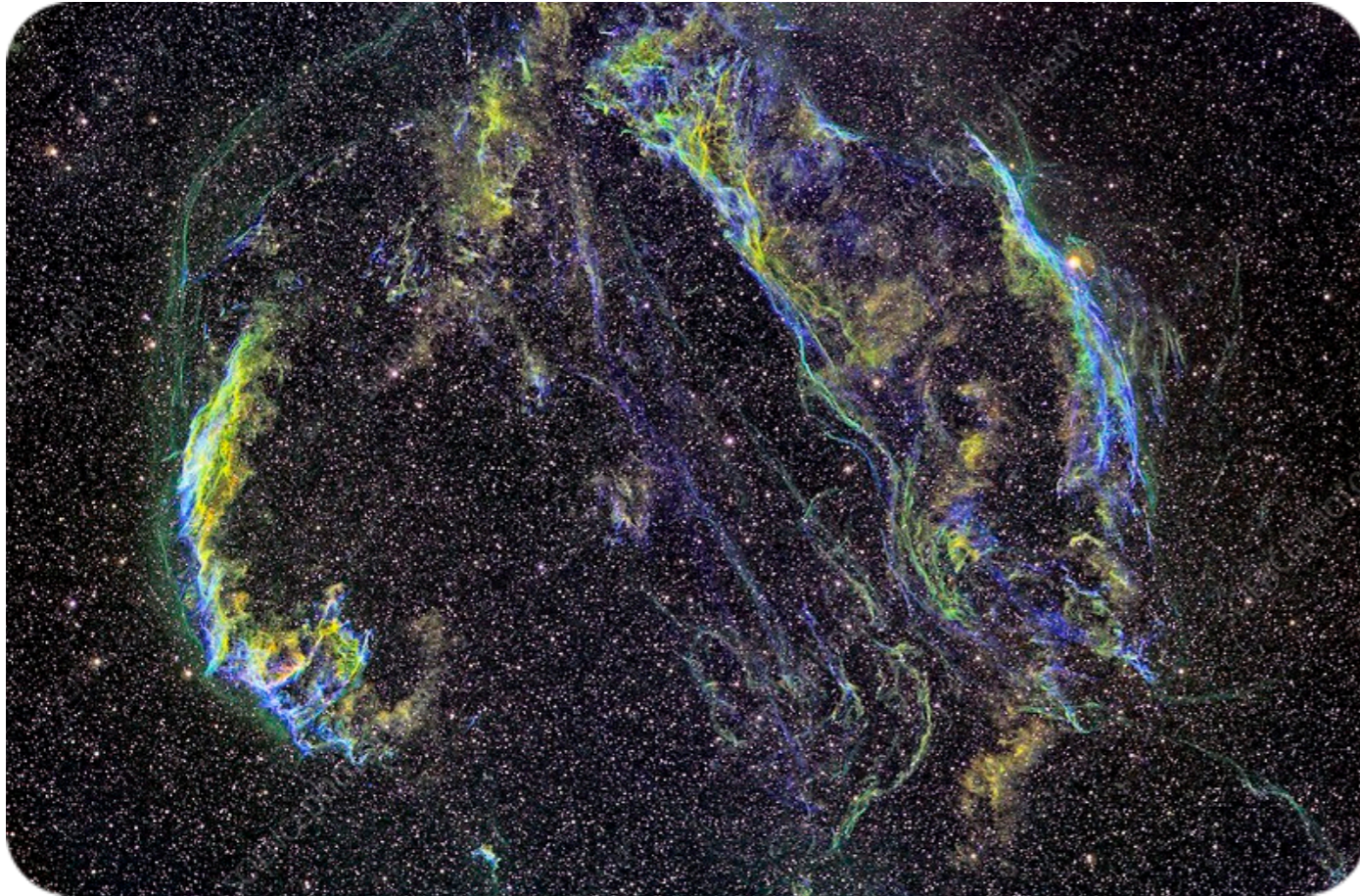
Simulación de la explosión de supernova SN-1054 que dejó como remanente la nebulosa del cangrejo (observada por los chinos en 1054 AD)

Remanentes de supernova



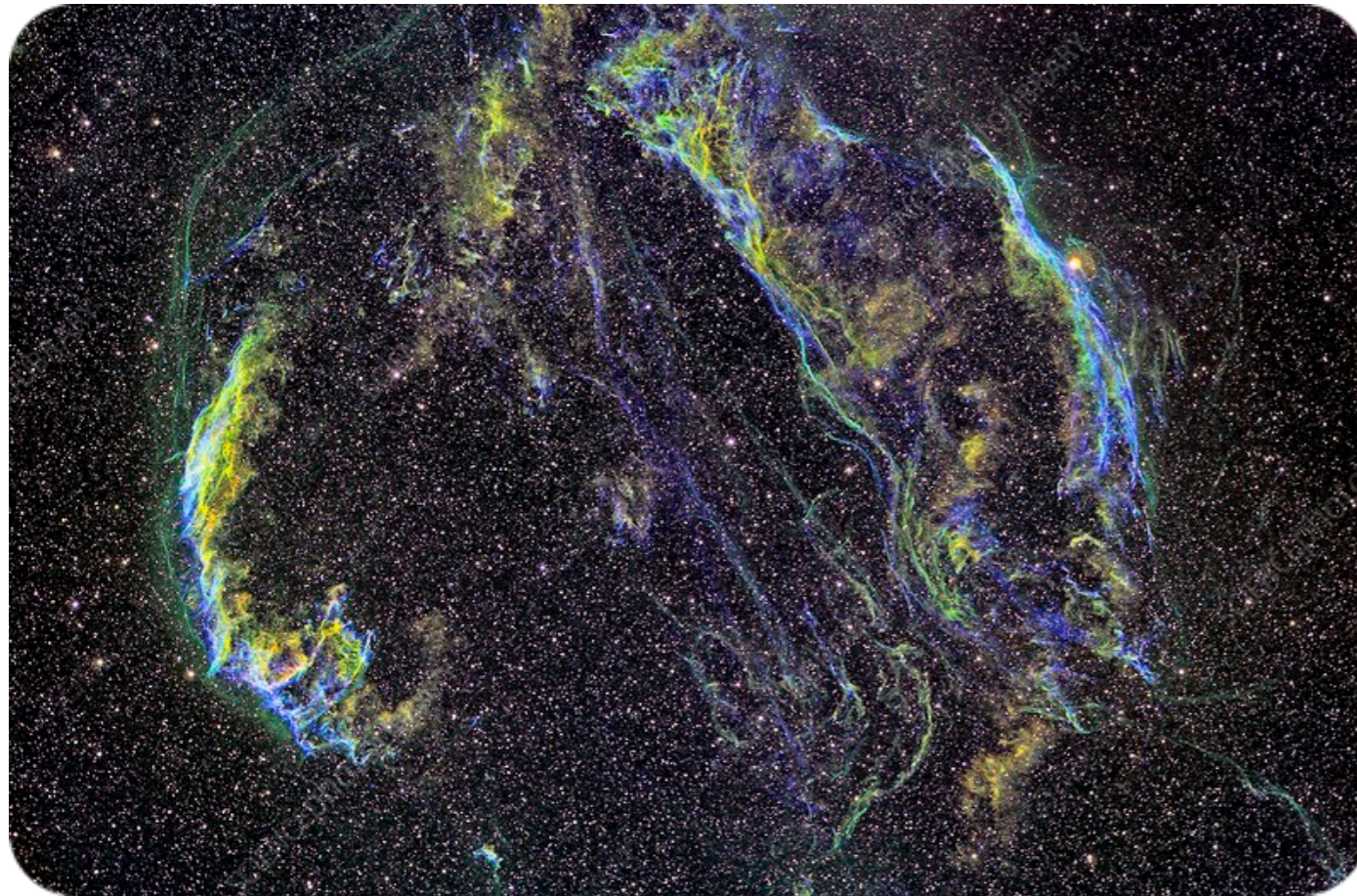
Simulación de la explosión de supernova SN-1054 que dejó como remanente la nebulosa del cangrejo (observada por los chinos en 1054 AD)

Remanentes de supernova



Las supernovas producidas por el colapso de una estrella masiva son **Supernovas Tipo II** o *Supernovas Core-Collapse*

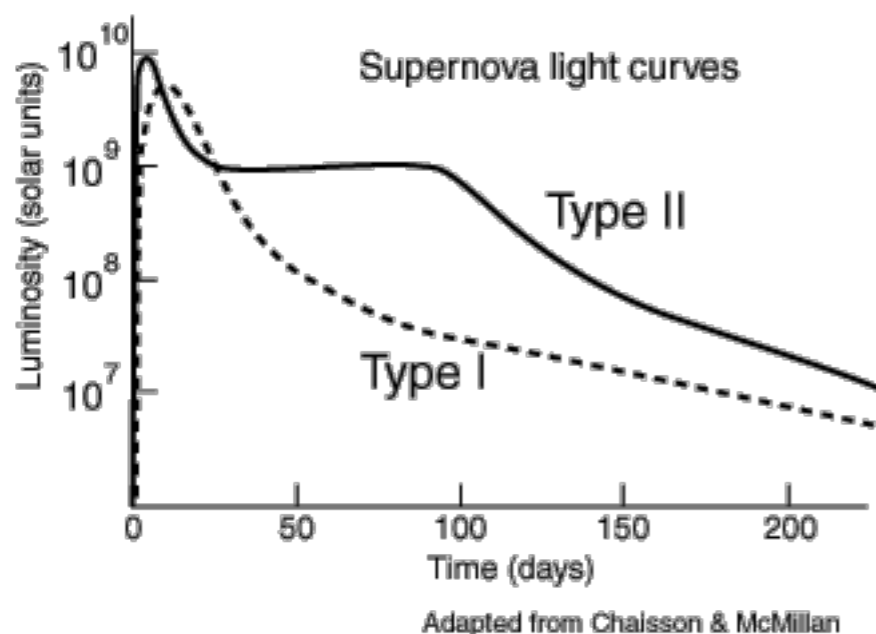
Remanentes de supernova



Las supernovas producidas por el colapso de una estrella masiva son **Supernovas Tipo II** o *Supernovas Core-Collapse*

Supernovas Tipo Ia

- El progenitor de una **Supernova Tipo Ia** (o *Supernova Termonuclear*) es un sistema binario compuesto por una enana blanca y una estrella gigante
- La estrella gigante evoluciona aumentando su radio hasta que comienza a transferir masa a la enana blanca



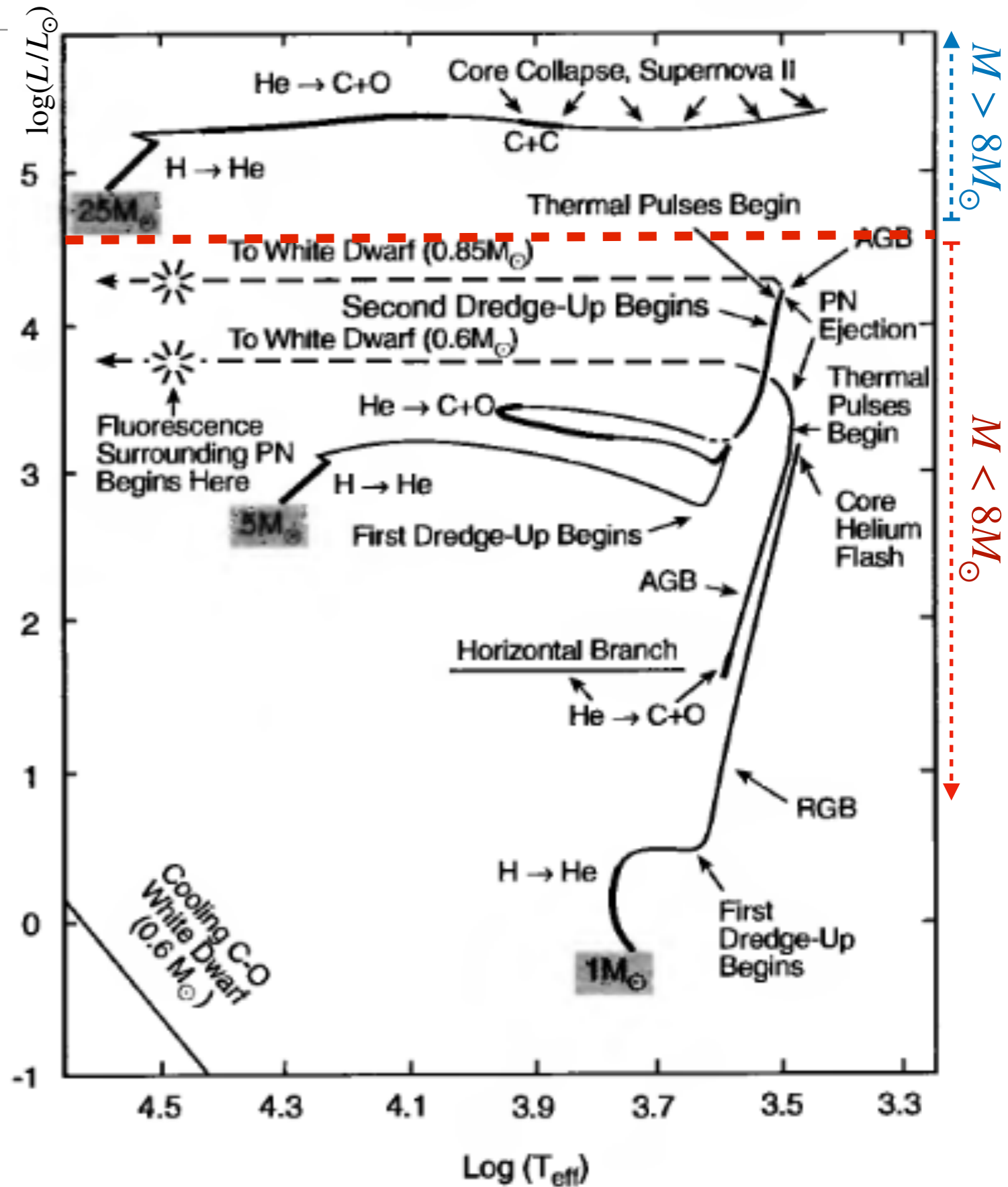
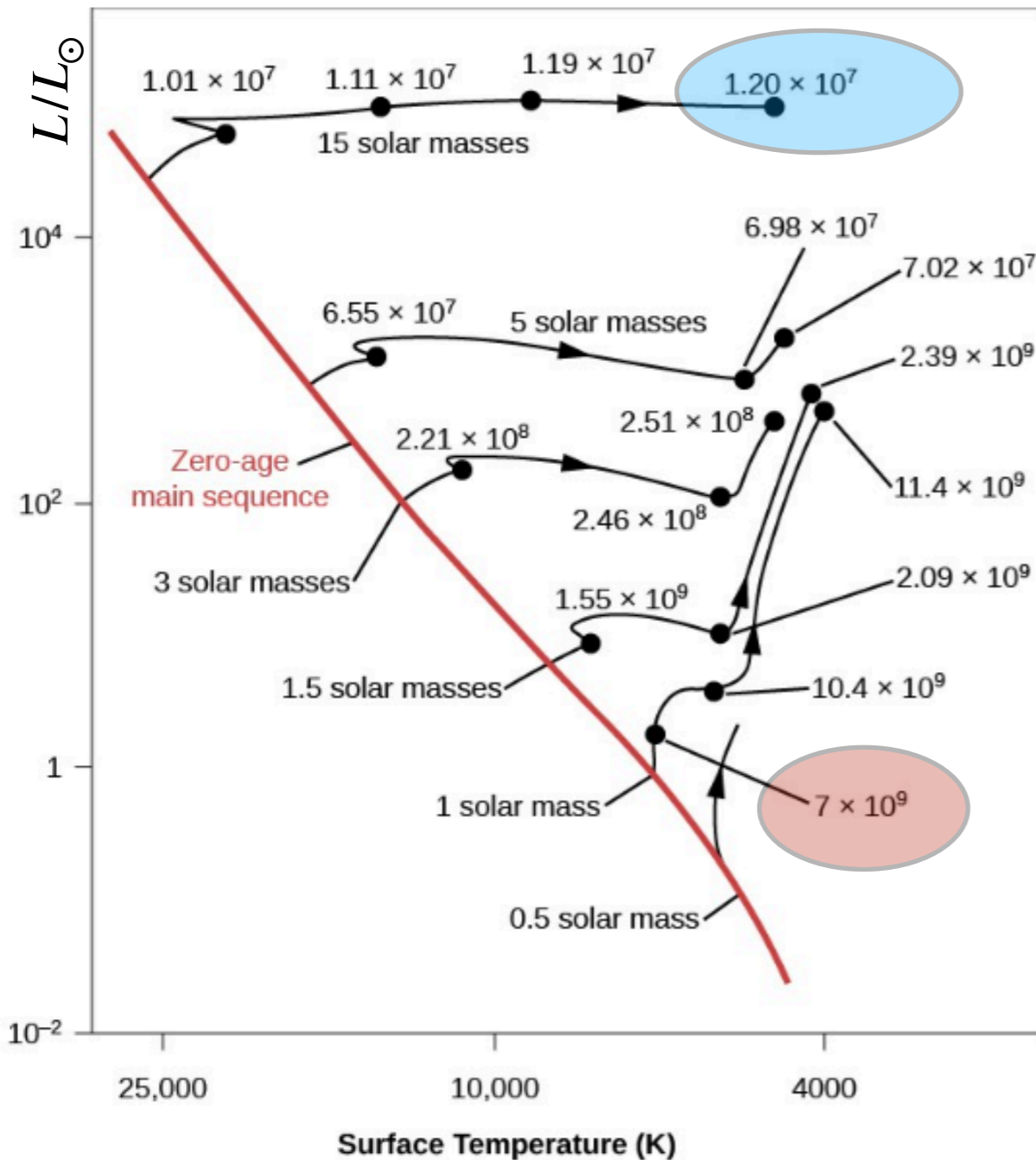
Artist's rendition of a white dwarf accumulating mass from a nearby companion star. This type of progenitor system would be considered singly-degenerate.

- La enana blanca llega rápidamente a la masa crítica (Masa de Chandrasekhar) $M_{CH} = 1.4M_{\odot}$ y explota produciendo una supernova Ia

- Masa de Chandrasekhar= masa máxima soportada por presión de degeneración de electrones

Evolución post-SP comparada

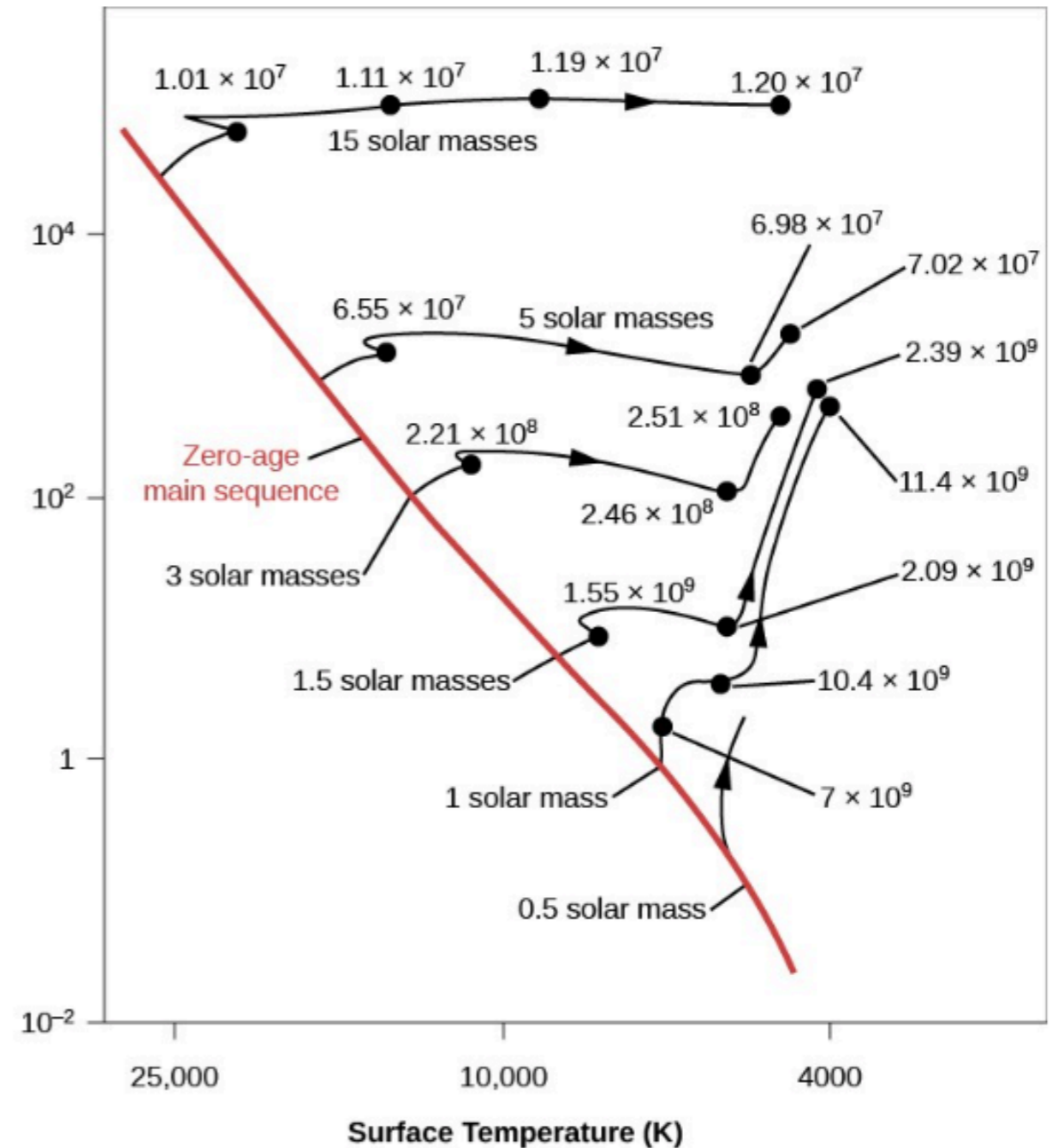
(Tiempos evolutivos en años)



Evolución de una Población Estelar

Poblaciones Estelares

- Hasta ahora vimos cómo procede la evolución de estrellas individuales
 - Trayectoria Evolutiva: camino que recorre en el diagrama H-R una estrella de **masa m** como función de la edad
- Ahora queremos entender cómo se verá el diagrama color-magnitud de una población = conjunto de estrellas, a una cierta edad
 - Isocrona: locus que ocupan en el diagrama H-R estrellas de *diferente masa* a la **misma edad**



Cúmulos y Asociaciones Estelares

- Los cúmulos estelares son, en buena medida, **poblaciones estelares simples**: aglomeraciones de **estrellas nacidas *al mismo tiempo*, de la *misma nube molecular***. Por lo tanto tienen:
 - Misma edad
 - Misma composición química
 - Ligadas gravitacionalmente
 - Cinemática común



M45 (Pléyades)

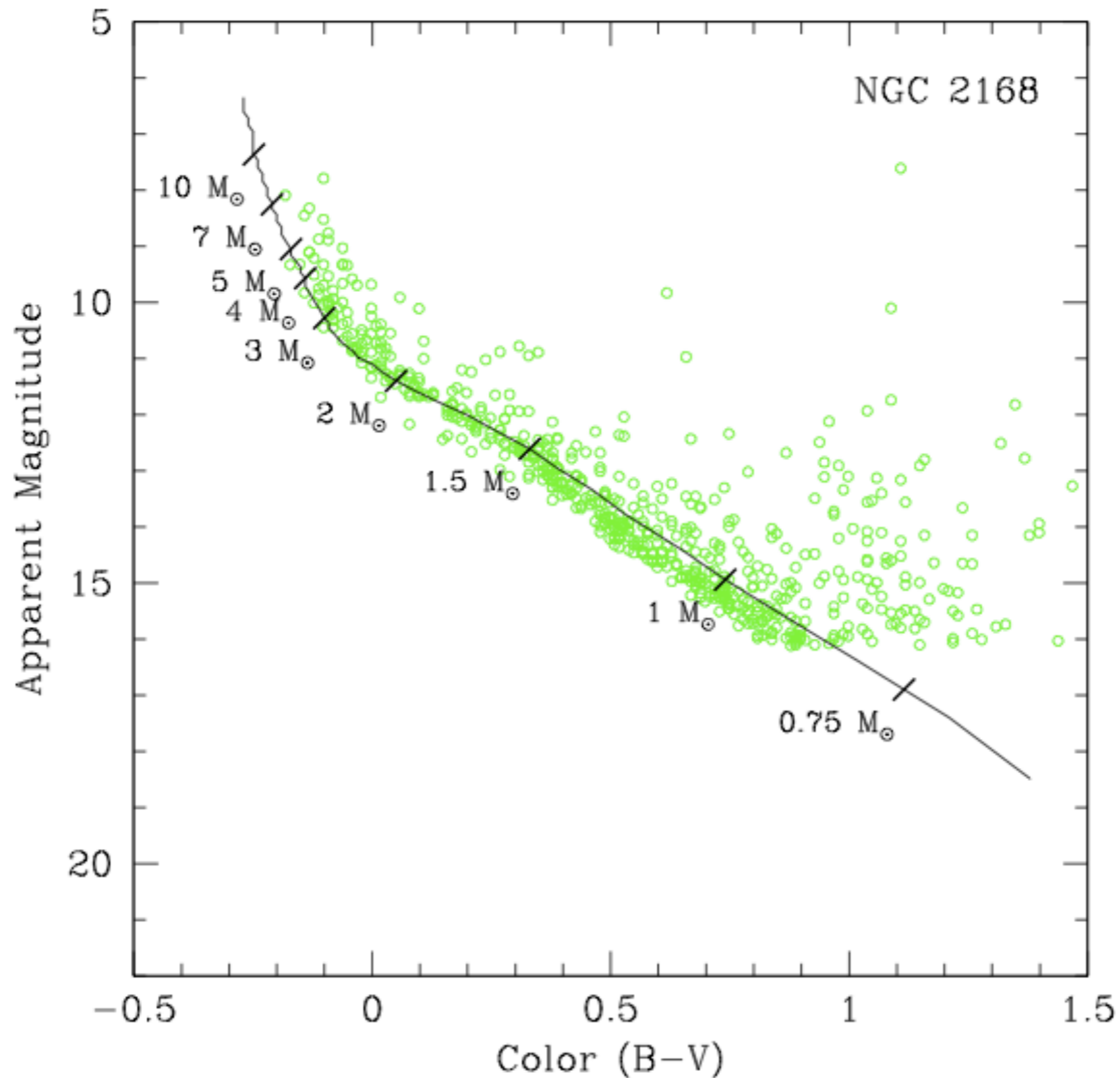
La importancia de los cúmulos estelares

- Estudiar un cúmulo estelar equivale a ver una fotografía una población estelar en un estadio dado de su evolución
- Como las estrellas de un cúmulo se encuentran ~a la misma distancia, las diferencias de brillo aparente que observamos son debidas a diferencias en el brillo intrínseco



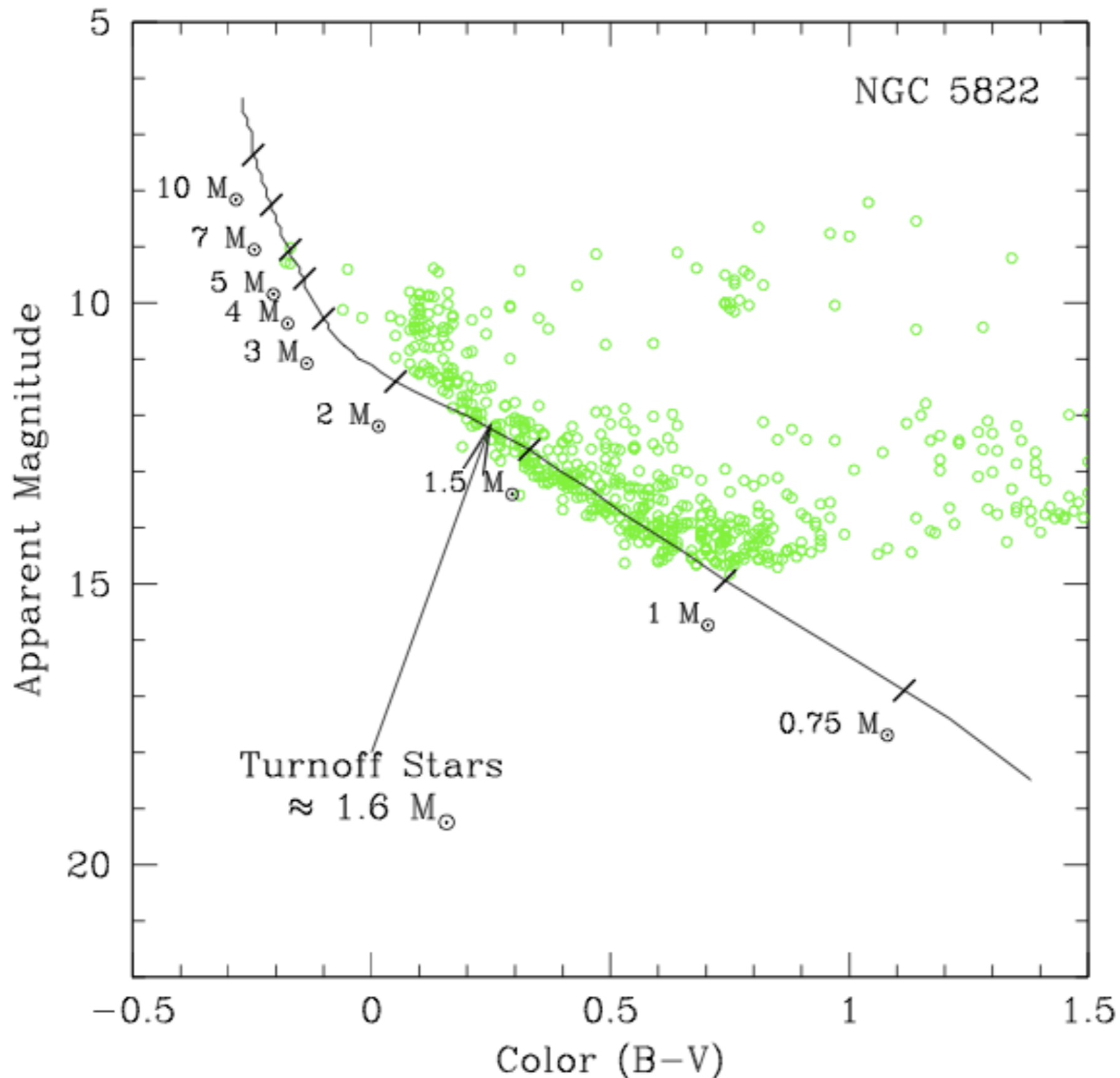
M13 (Gran cúmulo de Hércules)

Evolución del Diagrama H-R con la Edad



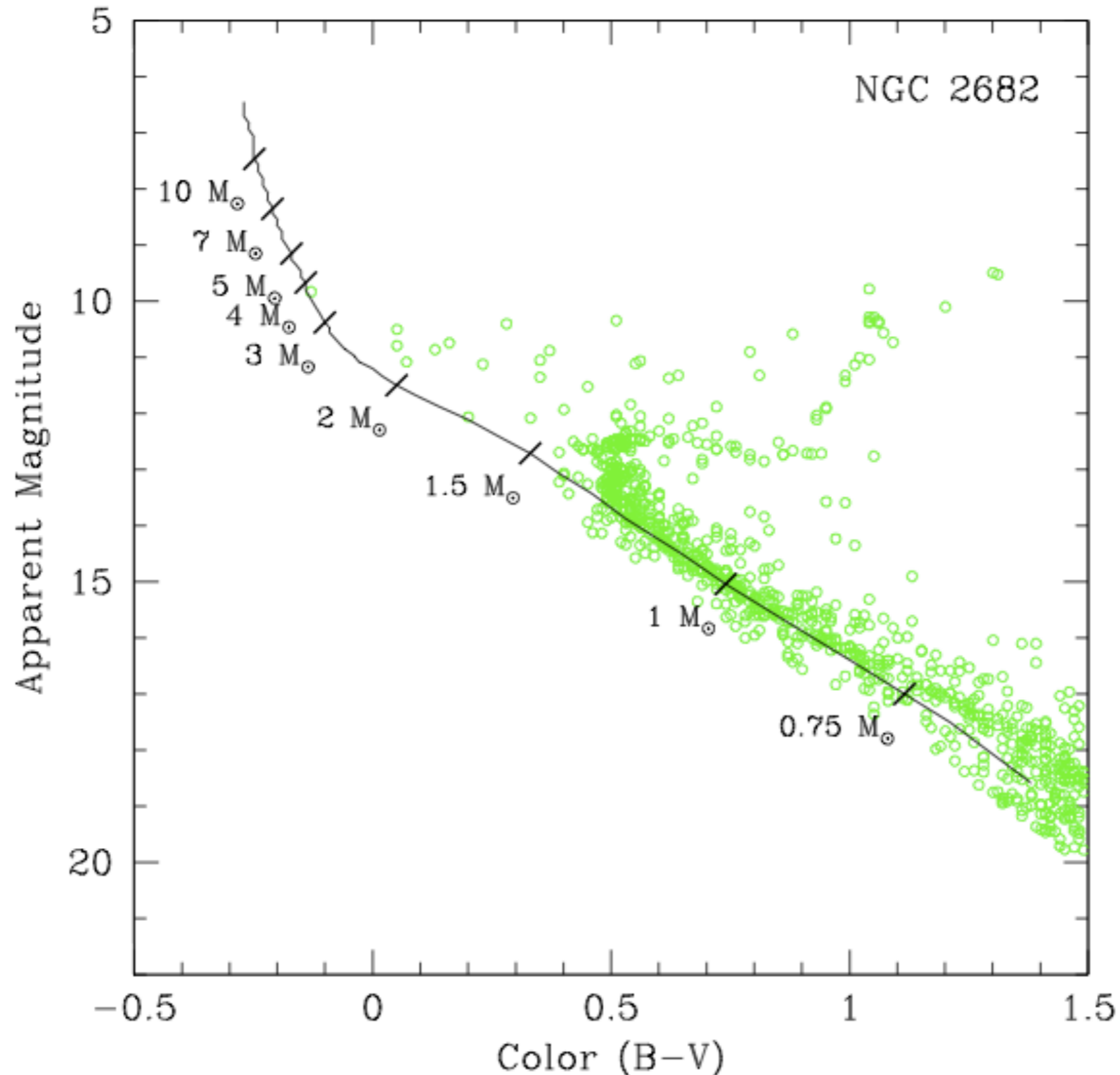
- Las estrellas más masivas salen rápido de la Secuencia Principal

Evolución del Diagrama H-R con la Edad



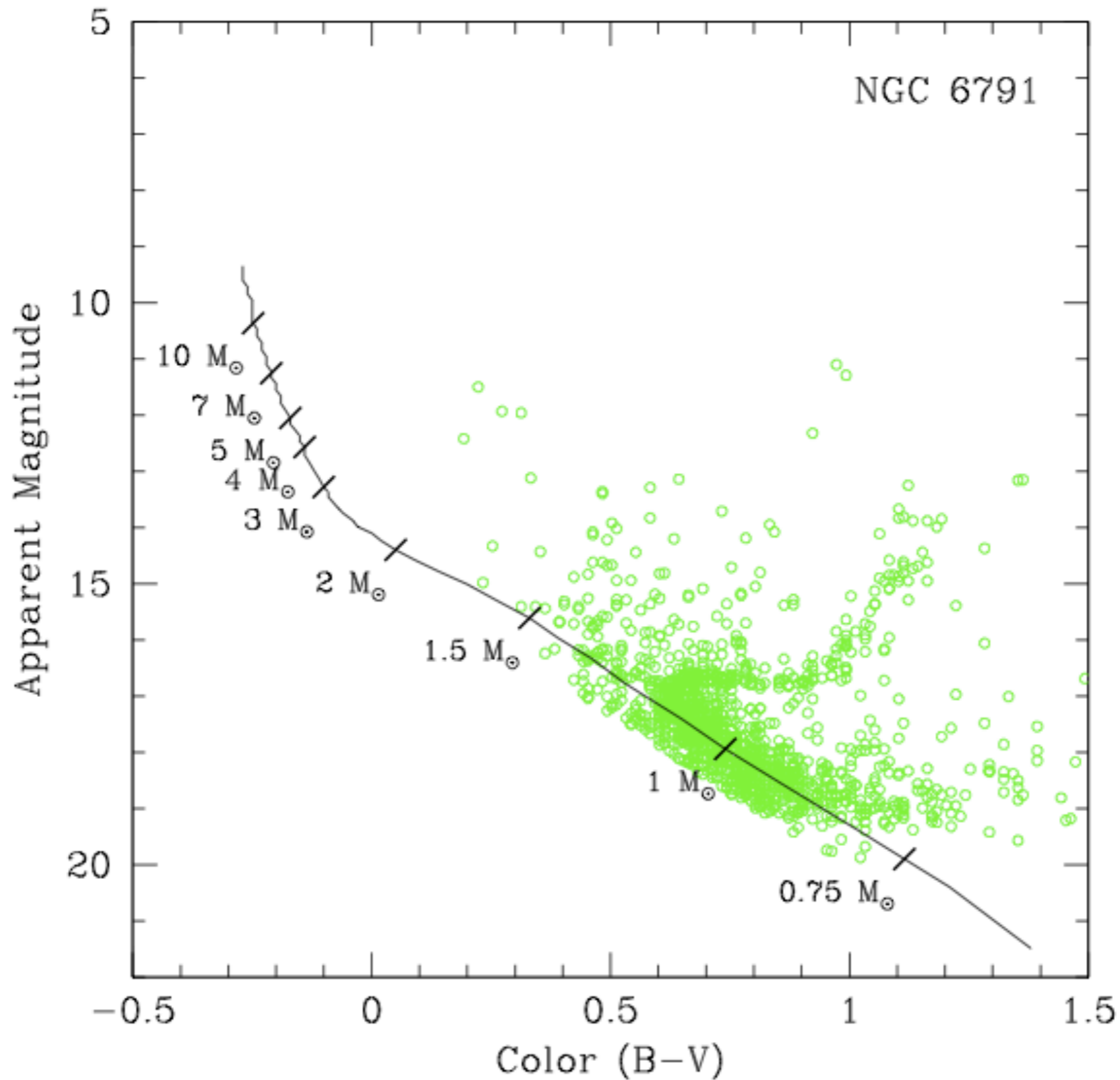
- Turn-Off: punto de salida de la SP (estrellas que justo están saliendo de la SP)

Evolución del Diagrama H-R con la Edad



- Las estrellas más masivas salen rápido de la Secuencia Principal

Evolución del Diagrama H-R con la Edad



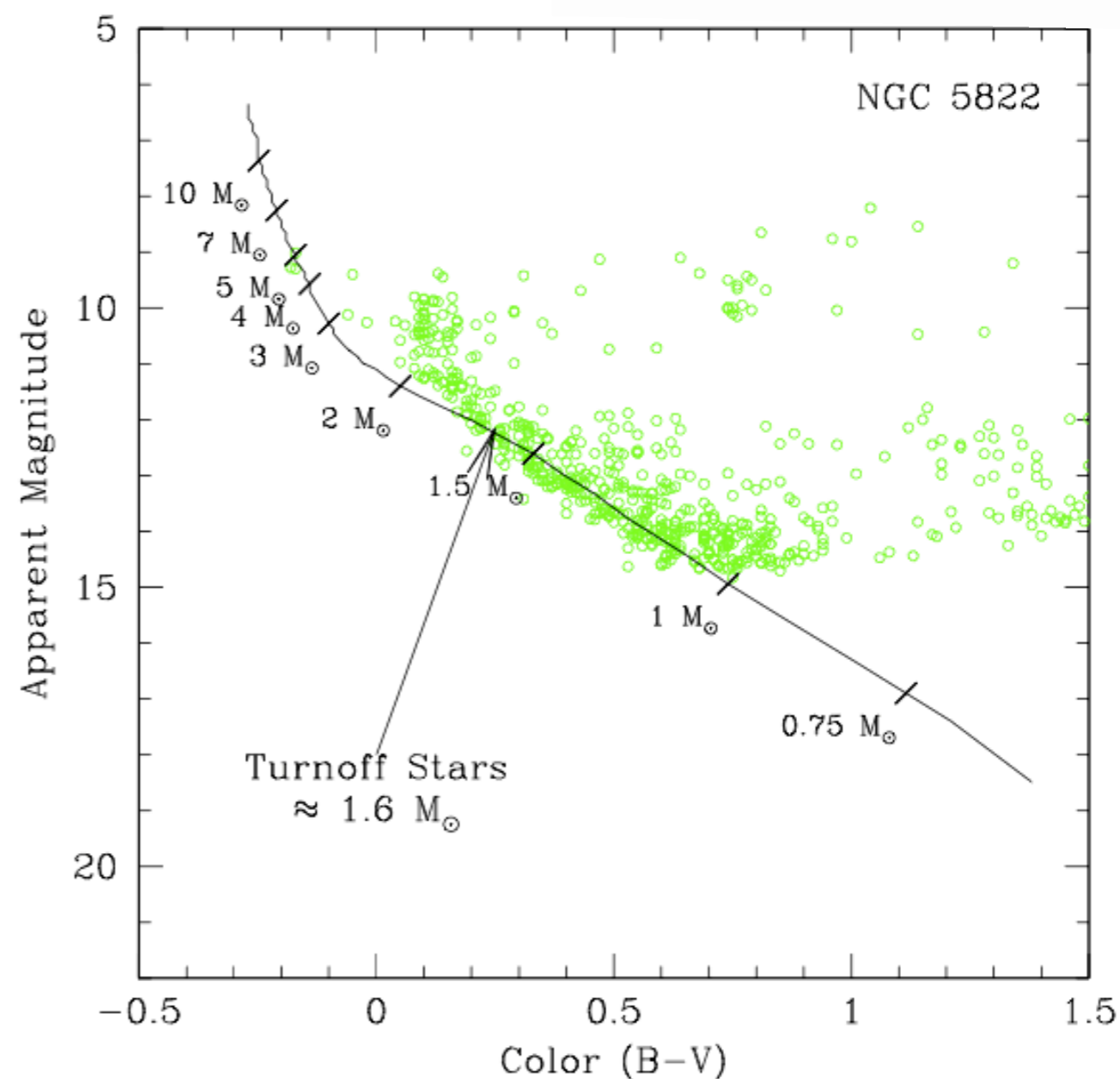
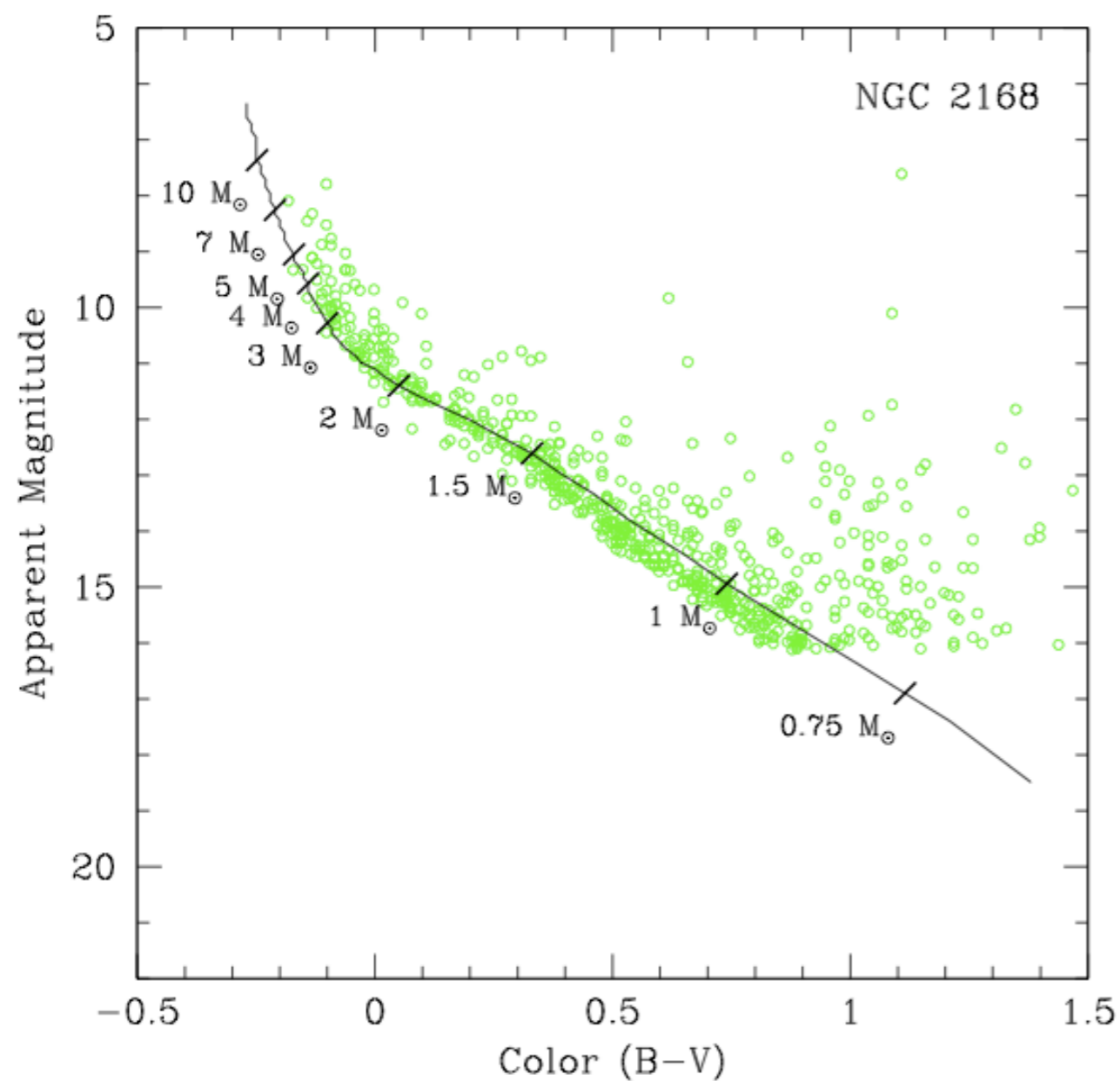
- Las estrellas más masivas salen rápido de la Secuencia Principal

Determinación de la Edad

- Mediante la determinación de la masa del Turnoff o Punto de Salida de la Secuencia principal se puede **determinar la edad del cúmulo**

Table 8.2 Main-sequence lifetimes

Mass (M_{\odot})	Time (yr)	α
0.1	6×10^{12}	-2.8
0.5	7×10^{10}	-2.8
1.0	1×10^{10}	-2.8
1.25	4×10^9	-4.1
1.5	2×10^9	-4.0
3.0	2×10^8	-3.6
5.0	7×10^7	-3.1
9.0	2×10^7	-2.8
15	1×10^7	-2.6
25	6×10^6	-2.3

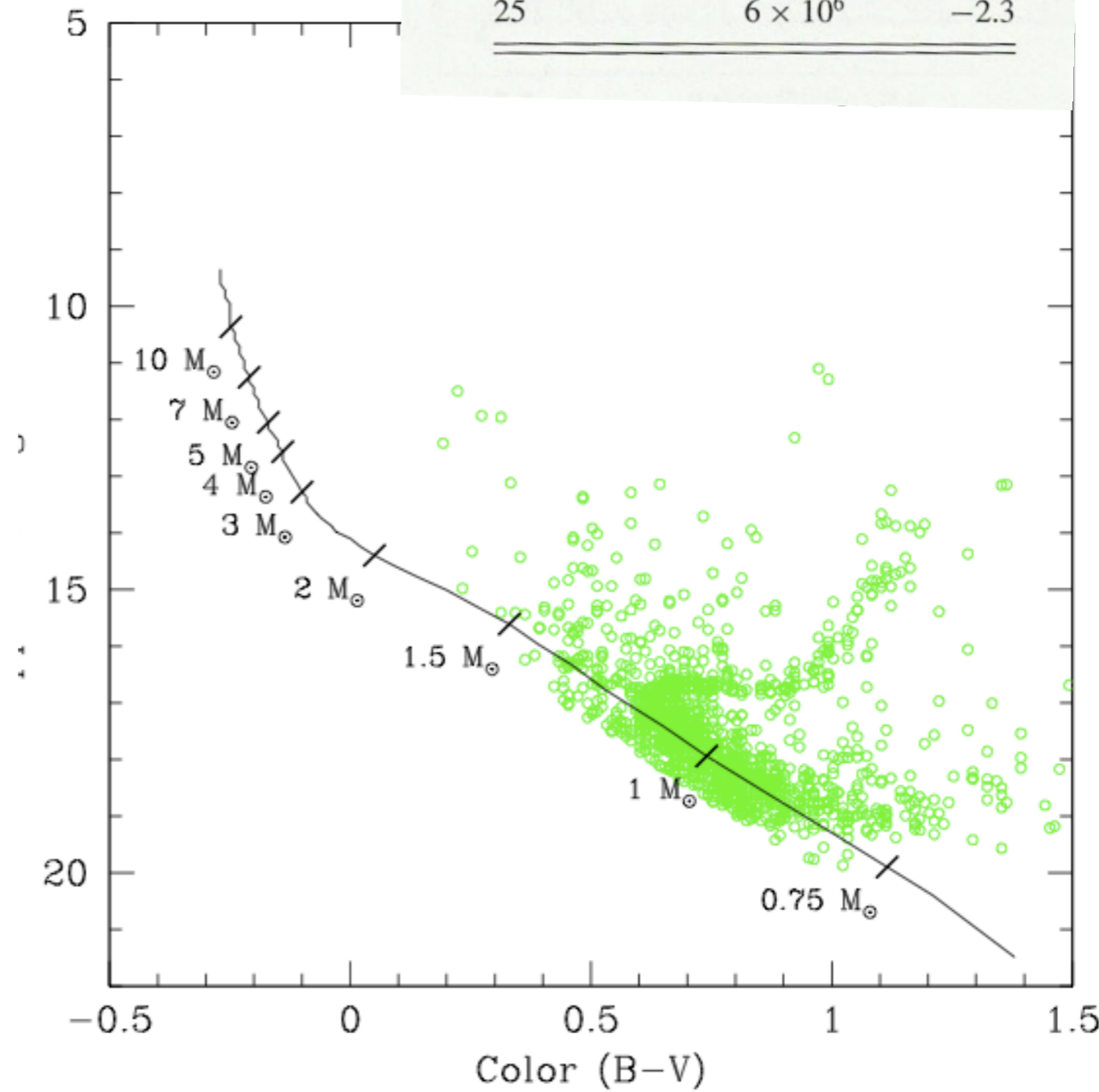
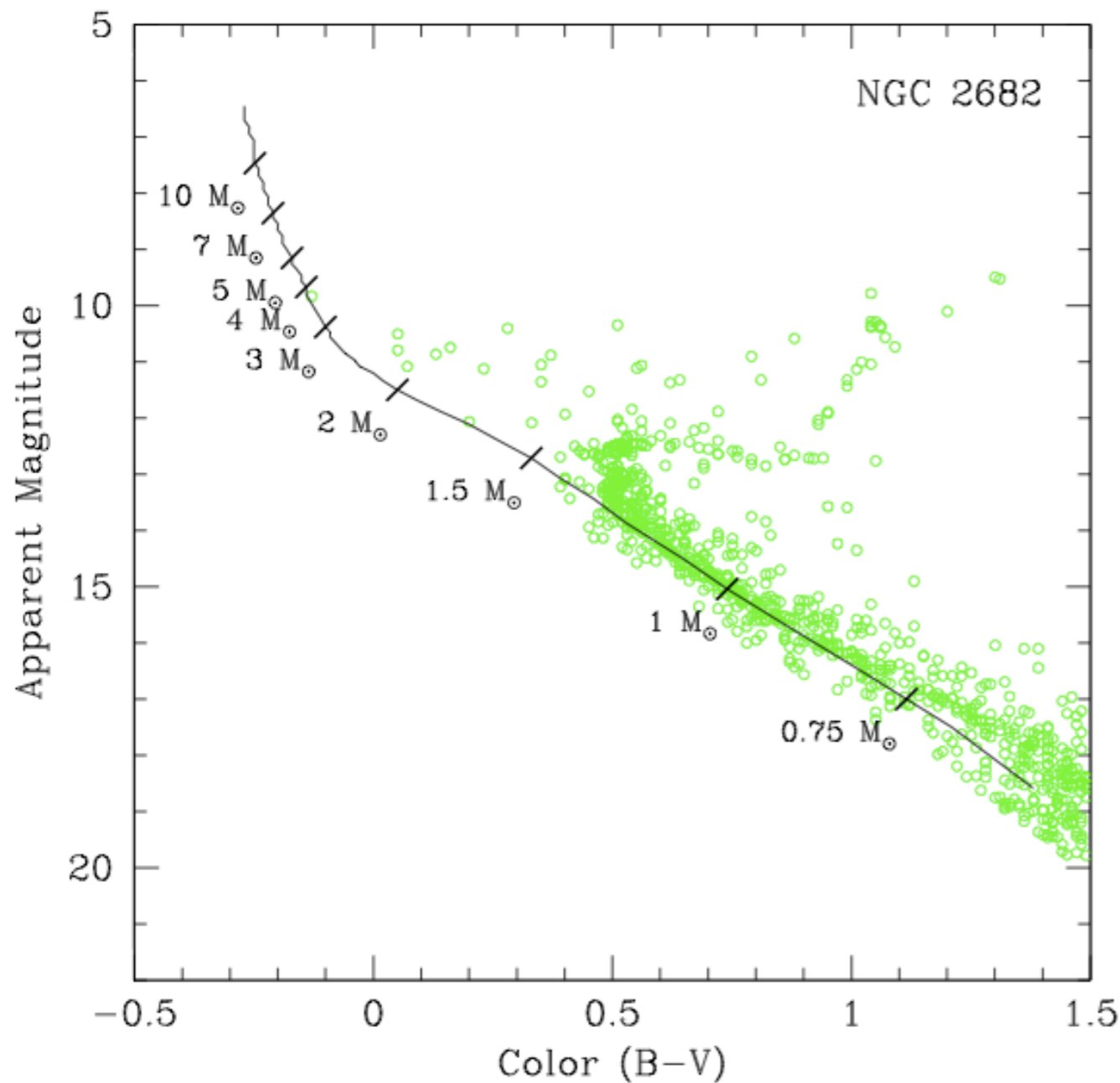


Determinación de Edades

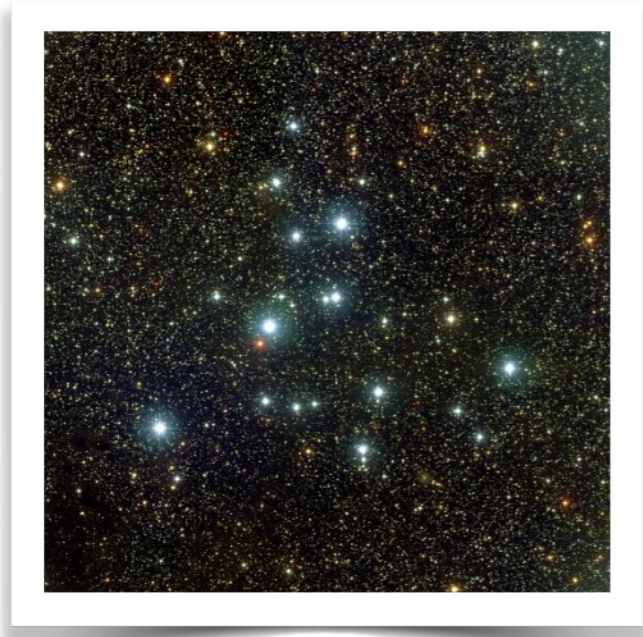
- Mediante la determinación de la masa del Turnoff o Punto de Salida de la Secuencia principal se puede **determinar la edad del cúmulo**

Table 8.2 Main-sequence lifetimes

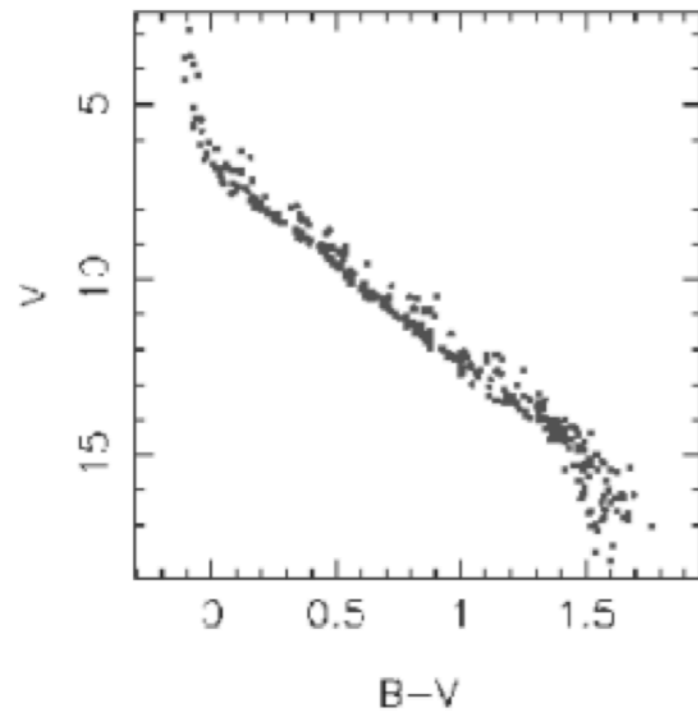
Mass (M_{\odot})	Time (yr)	α
0.1	6×10^{12}	-2.8
0.5	7×10^{10}	-2.8
1.0	1×10^{10}	-
1.25	4×10^9	-4.1
1.5	2×10^9	-4.0
3.0	2×10^8	-3.6
5.0	7×10^7	-3.1
9.0	2×10^7	-2.8
15	1×10^7	-2.6
25	6×10^6	-2.3



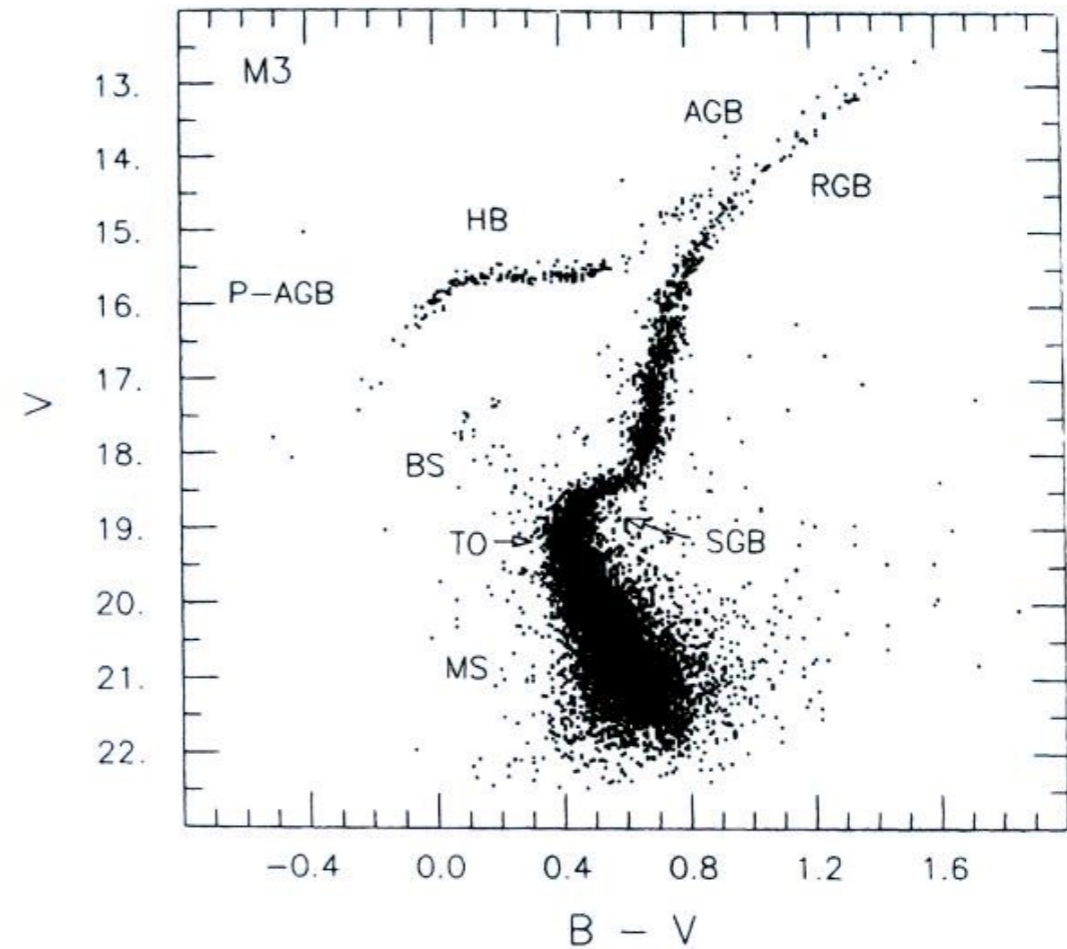
Cúmulos Estelares: Abiertos y Globulares



Pleiades



Cúmulo Abierto

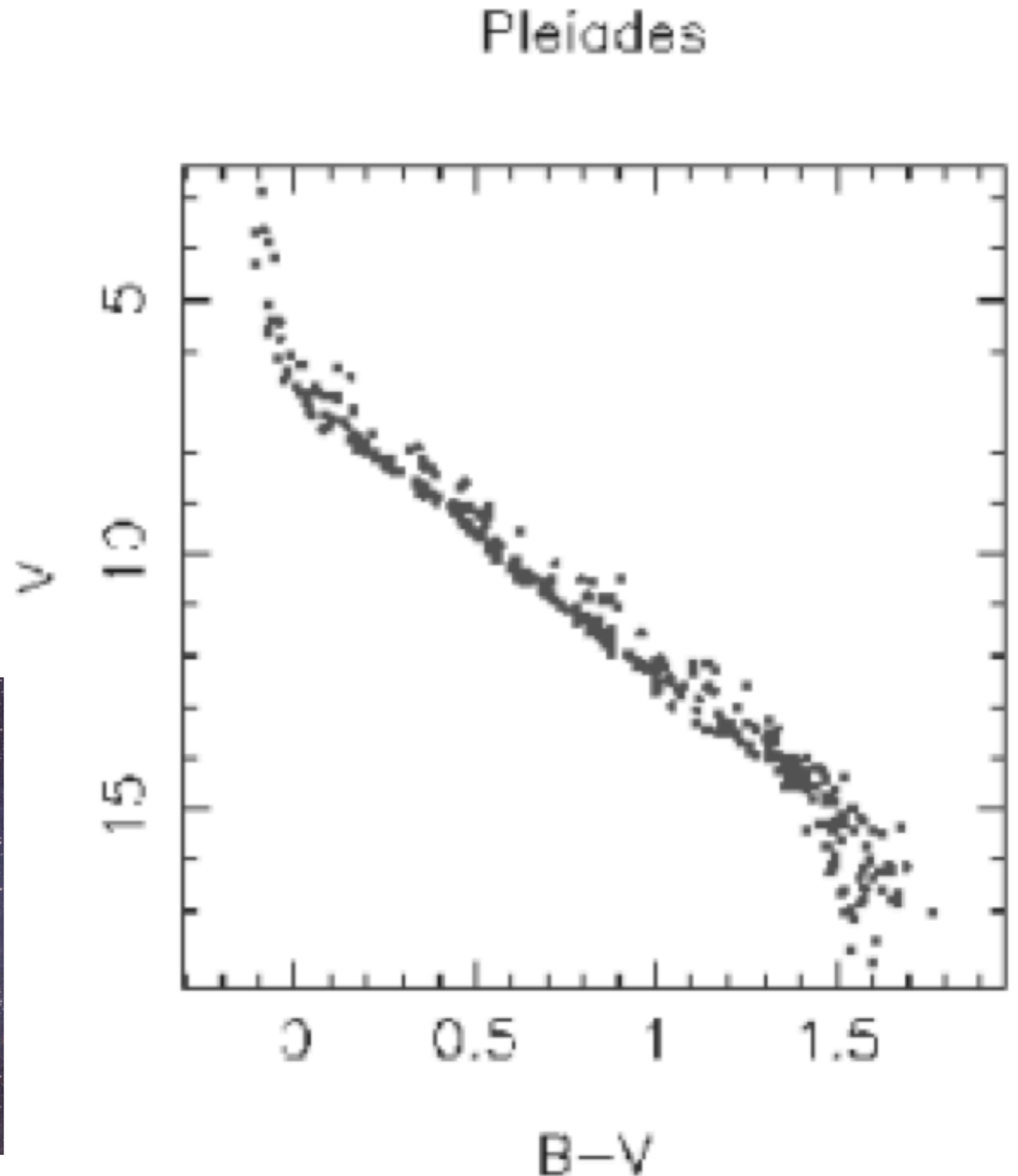


Cúmulo Globular

llegamos hasta aquí

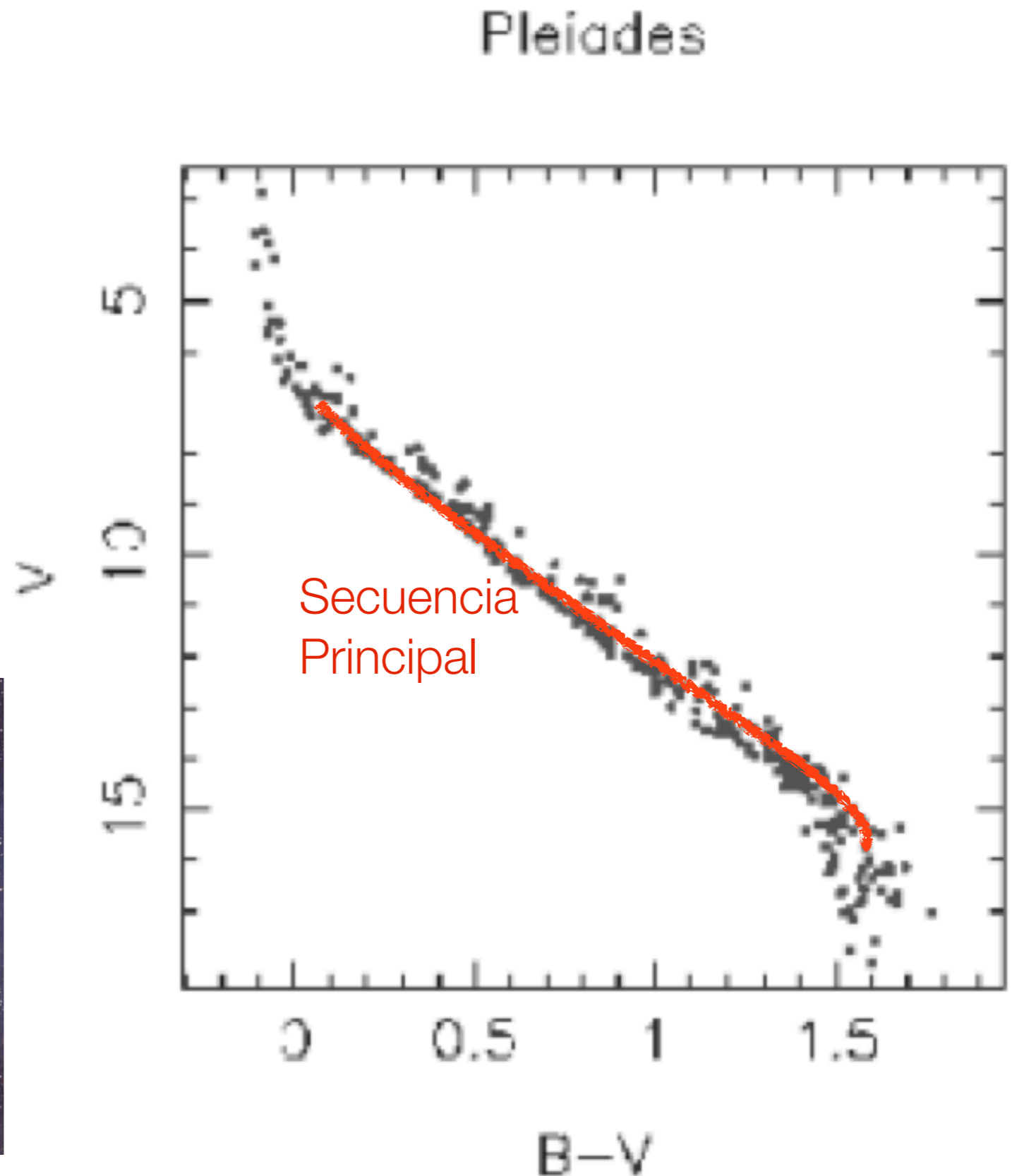
Cúmulos Abiertos : Diagramas Color-Magnitud

- Edad: Mayoritariamente poblaciones estelares jóvenes (desde pocos Maños hasta pocos Gaños)
- Diagrama color-magnitud:
 - Para poblaciones muy jóvenes como éstas, sólo se observa la secuencia principal



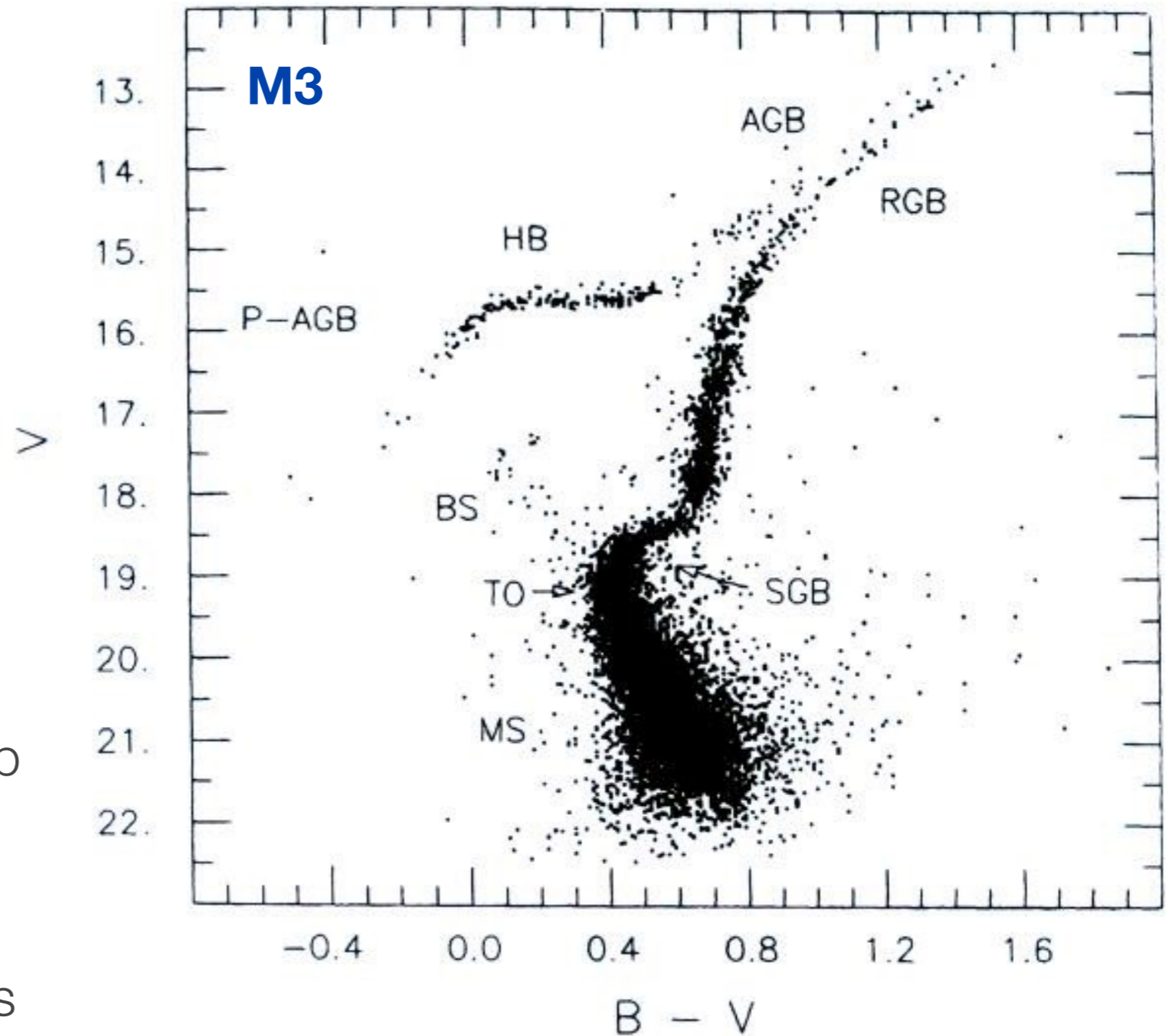
Cúmulos Abiertos : Diagramas Color-Magnitud

- Edad: Mayoritariamente poblaciones estelares jóvenes (desde pocos Maños hasta pocos Gaños)
- Diagrama color-magnitud:
 - Para poblaciones muy jóvenes como éstas, sólo se observa la secuencia principal



Cúmulos Globulares: Diagramas Color-Magnitud

- Edad: Mayoritariamente poblaciones estelares viejas (~7-13 Gaños)
- Diagrama Color-Magnitud:
 - Rama de las Gigantes Rojas
 - Rama de Subgigantes
 - Rama Asintótica de las Gigantes (a veces no)
 - Rama Horizontal o Red Clump (dependiendo de la edad y metalicidad)
 - Secuencia de Enanas Blancas (si las observaciones son suficientemente profundas)



Cúmulos Abiertos



M45 (Pléyades)



Hyades

Cúmulos Abiertos



1 Maño = 10^6 años
1 Gaño = 10^9 años

Cúmulos Abiertos

- Tienen desde decenas hasta pocos miles de estrellas



1 Maño = 10^6 años

1 Gaño = 10^9 años

Cúmulos Abiertos

- Tienen desde decenas hasta pocos miles de estrellas
- Edad: Mayoritariamente poblaciones estelares jóvenes (desde pocos Maños hasta pocos Gaños)



1 Maño = 10^6 años

1 Gaño = 10^9 años

Cúmulos Abiertos

- Tienen desde decenas hasta pocos miles de estrellas
- Edad: Mayoritariamente poblaciones estelares jóvenes (desde pocos Maños hasta pocos Gaños)
- Abundancias químicas: similares a la del Sol



1 Maño = 10^6 años

1 Gaño = 10^9 años

Cúmulos Abiertos

- Tienen desde decenas hasta pocos miles de estrellas
- Edad: Mayoritariamente poblaciones estelares jóvenes (desde pocos Maños hasta pocos Gaños)
- Abundancias químicas: similares a la del Sol
- En los cúmulos más jóvenes puede haber gas de la nube progenitora



1 Maño = 10^6 años

1 Gaño = 10^9 años

Cúmulos Abiertos

- Tienen desde decenas hasta pocos miles de estrellas
- Edad: Mayoritariamente poblaciones estelares jóvenes (desde pocos Maños hasta pocos Gaños)
- Abundancias químicas: similares a la del Sol
- En los cúmulos más jóvenes puede haber gas de la nube progenitora
- Están débilmente ligados gravitatoriamente
 - Se dispersan en “poco” tiempo: varios cientos de Maños



1 Maño = 10^6 años
1 Gaño = 10^9 años

Asociaciones



Orión OB1

Asociaciones

- Son aglomeraciones con pocas estrellas, del orden de pocas decenas a ~100. Hay dos grandes tipos:



Orión OB1

Asociaciones

- Son aglomeraciones con pocas estrellas, del orden de pocas decenas a ~100. Hay dos grandes tipos:
- **Asociaciones OB:** Asociaciones con una fracción importante de estrellas tipo O y/o B. Ejemplos: Orión OB1, Sco-Cen OB (~46pc)



Orión OB1

Asociaciones

- Son aglomeraciones con pocas estrellas, del orden de pocas decenas a ~100. Hay dos grandes tipos:
- **Asociaciones OB:** Asociaciones con una fracción importante de estrellas tipo O y/o B. Ejemplos: Orión OB1, Sco-Cen OB (~46pc)
- **Asociaciones T:** Asociaciones con una fracción importante de estrellas T-Tauri (estrellas jóvenes, variables, pre-secuencia principal). Ejemplos: Ori T2, Cygnus T, Tauro-Auriga (~140pc)



Orión OB1

Asociaciones

- Son aglomeraciones con pocas estrellas, del orden de pocas decenas a ~100. Hay dos grandes tipos:
- **Asociaciones OB:** Asociaciones con una fracción importante de estrellas tipo O y/o B. Ejemplos: Orión OB1, Sco-Cen OB (~46pc)
- **Asociaciones T:** Asociaciones con una fracción importante de estrellas T-Tauri (estrellas jóvenes, variables, pre-secuencia principal). Ejemplos: Ori T2, Cygnus T, Tauro-Auriga (~140pc)
- Edades: Jóvenes, edades menores a pocas decenas de Maños



Orión OB1

Asociaciones

- Son aglomeraciones con pocas estrellas, del orden de pocas decenas a ~100. Hay dos grandes tipos:
- **Asociaciones OB:** Asociaciones con una fracción importante de estrellas tipo O y/o B. Ejemplos: Orión OB1, Sco-Cen OB (~46pc)
- **Asociaciones T:** Asociaciones con una fracción importante de estrellas T-Tauri (estrellas jóvenes, variables, pre-secuencia principal). Ejemplos: Ori T2, Cygnus T, Tauro-Auriga (~140pc)
- Edades: Jóvenes, edades menores a pocas decenas de Maños
- Puede haber gas remanente de la nube progenitora



Orión OB1

Cúmulos Globulares



NGC 6934

Cúmulos Globulares

- Tienen desde varios miles hasta millones de estrellas



NGC 6934

Cúmulos Globulares

- Tienen desde varios miles hasta millones de estrellas
- Muy concentrados, tienen radios desde unos pocos pc hasta ~ 20 pc



NGC 6934

Cúmulos Globulares

- Tienen desde varios miles hasta millones de estrellas
- Muy concentrados, tienen radios desde unos pocos pc hasta ~ 20 pc
- Edad: Mayoritariamente poblaciones estelares viejas (~ 7 -13 Gaños)



NGC 6934

Cúmulos Globulares

- Tienen desde varios miles hasta millones de estrellas
- Muy concentrados, tienen radios desde unos pocos pc hasta ~ 20 pc
- Edad: Mayoritariamente poblaciones estelares viejas ($\sim 7-13$ Gaños)
- Abundancias químicas: más pobres en metales que el Sol



NGC 6934

Cúmulos Globulares

- Tienen desde varios miles hasta millones de estrellas
- Muy concentrados, tienen radios desde unos pocos pc hasta ~ 20 pc
- Edad: Mayoritariamente poblaciones estelares viejas (~ 7 -13 Gaños)
- Abundancias químicas: más pobres en metales que el Sol
- No hay absolutamente nada de gas



NGC 6934

Cúmulos Globulares

- Tienen desde varios miles hasta millones de estrellas
- Muy concentrados, tienen radios desde unos pocos pc hasta ~ 20 pc
- Edad: Mayoritariamente poblaciones estelares viejas (~ 7 -13 Gaños)
- Abundancias químicas: más pobres en metales que el Sol
- No hay absolutamente nada de gas
- Están fuertemente ligados gravitatoriamente



NGC 6934

Cúmulos Globulares

- Tienen desde varios miles hasta millones de estrellas
- Muy concentrados, tienen radios desde unos pocos pc hasta ~ 20 pc
- Edad: Mayoritariamente poblaciones estelares viejas ($\sim 7-13$ Gaños)
- Abundancias químicas: más pobres en metales que el Sol
- No hay absolutamente nada de gas
- Están fuertemente ligados gravitatoriamente
- Se dispersan en tiempos muy largos, \sim edad del Universo



NGC 6934

Bibliografía

- Kartunnen Cap. 11
- Kutner Cap. 10