

Procesos nucleares (i.e. fusión nuclear)

Evolución estelar / clase 4 / Ivan Cabrera-Ziri

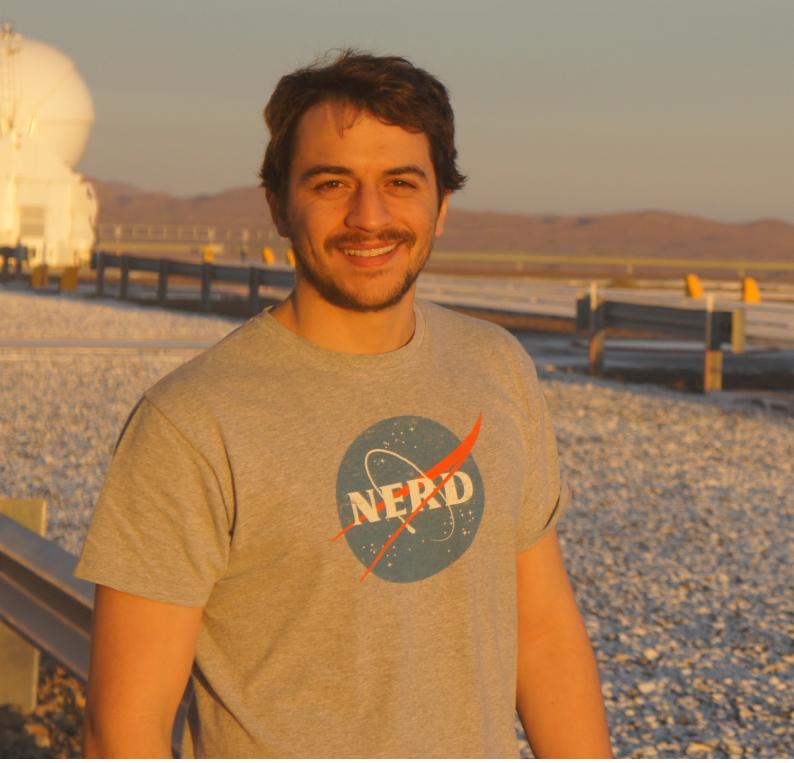
Sobre mi

- Soy de Margarita
- Física en la UCV (Efrain)
- Tesis en astrofísica en el CIDA
(Marcio y Bolivia)
- Empecé mi maestría en la ULA
- PhD Liverpool John Moores University
- 2 años PhD European Southern Observatory
(Martín)
- Hubble Fellow en Harvard
- ¿Luego? ¿Liverpool (LJMU)? ¿San Sebastian
(DIPC)?



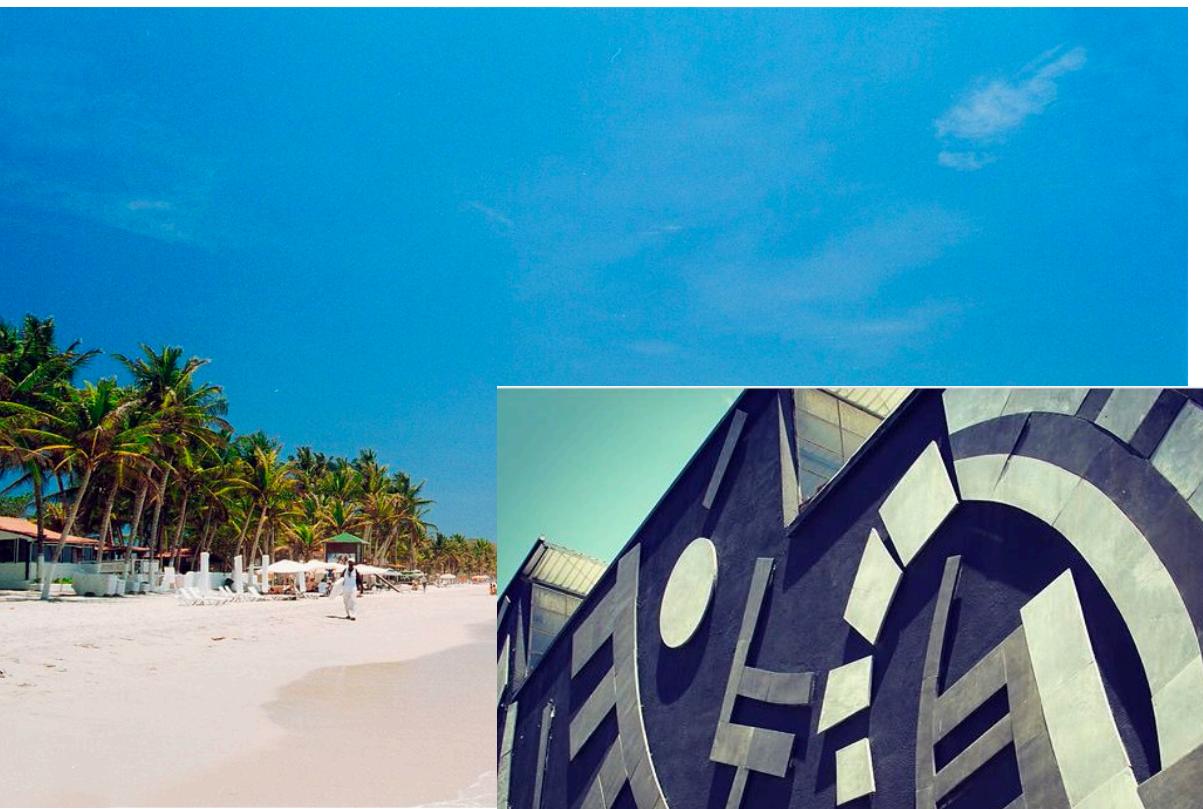
Sobre mi

- Soy de Margarita
- Física en la UCV (Efrain)
- Tesis en astrofísica en el CIDA
(Marcio y Bolivia)
- Empecé mi maestría en la ULA
- PhD Liverpool John Moores University
- 2 años PhD European Southern Observatory
(Martín)
- Hubble Fellow en Harvard
- ¿Luego? ¿Liverpool (LJMU)? ¿San Sebastian
(DIPC)?



Sobre mi

- Soy de Margarita
- Física en la UCV (Efrain)
- Tesis en astrofísica en el CIDA
(Marcio y Bolivia)
- Empecé mi maestría en la ULA
- PhD Liverpool John Moores University
- 2 años PhD European Southern Observatory
(Martín)
- Hubble Fellow en Harvard
- ¿Luego? ¿Liverpool (LJMU)? ¿San Sebastian
(DIPC)?



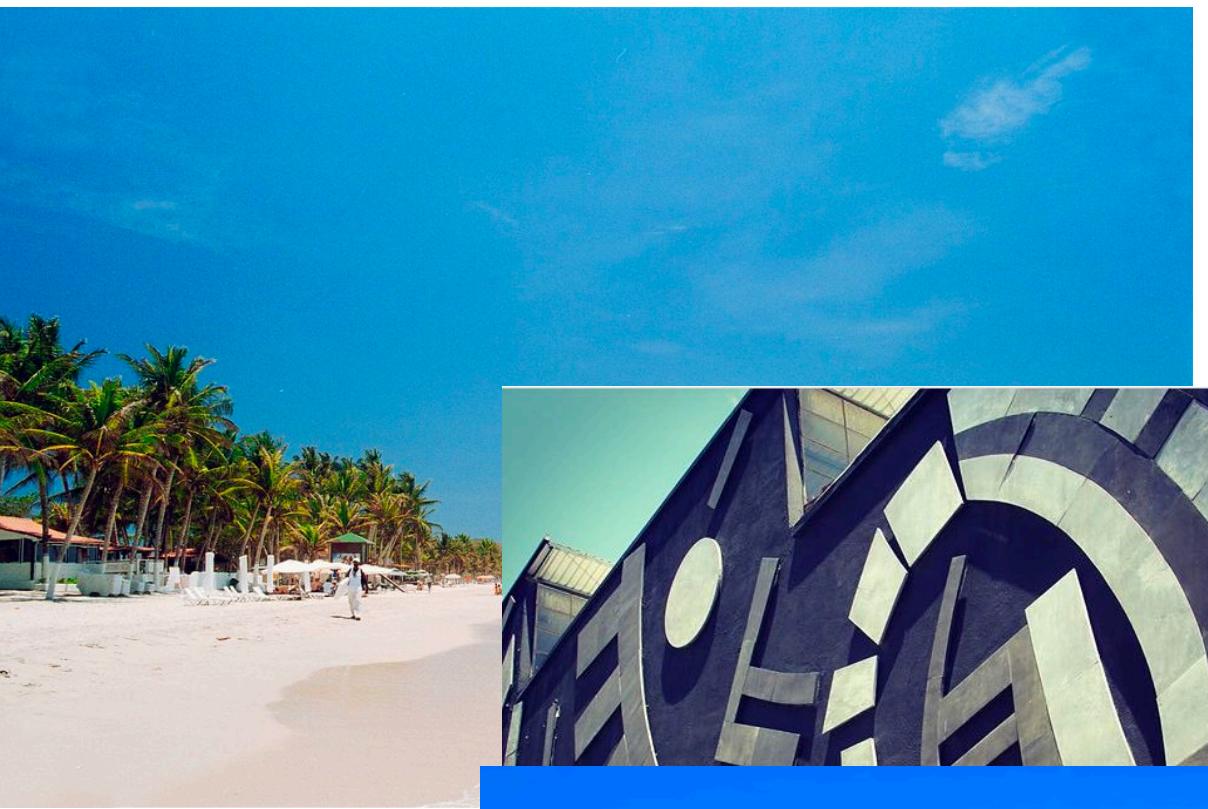
Sobre mi

- Soy de Margarita
- Física en la UCV (Efrain)
- Tesis en astrofísica en el CIDA
(Marcio y Bolivia)
- Empecé mi maestría en la ULA
- PhD Liverpool John Moores University
- 2 años PhD European Southern Observatory
(Martín)
- Hubble Fellow en Harvard
- ¿Luego? ¿Liverpool (LJMU)? ¿San Sebastian
(DIPC)?



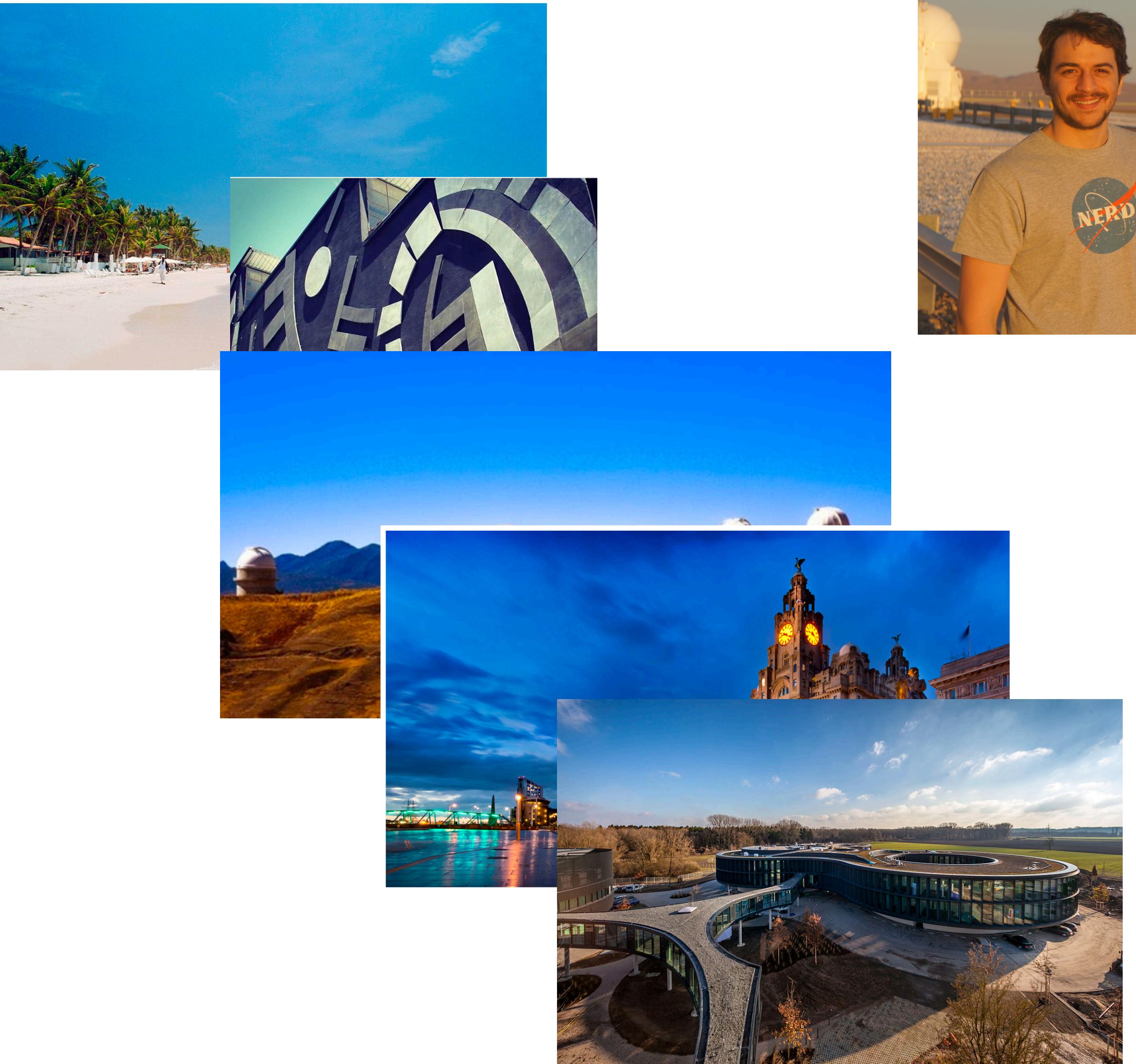
Sobre mi

- Soy de Margarita
- Física en la UCV (Efrain)
- Tesis en astrofísica en el CIDA
(Marcio y Bolivia)
- Empecé mi maestría en la ULA
- PhD Liverpool John Moores University
- 2 años PhD European Southern Observatory
(Martín)
- Hubble Fellow en Harvard
- ¿Luego? ¿Liverpool (LJMU)? ¿San Sebastian
(DIPC)?



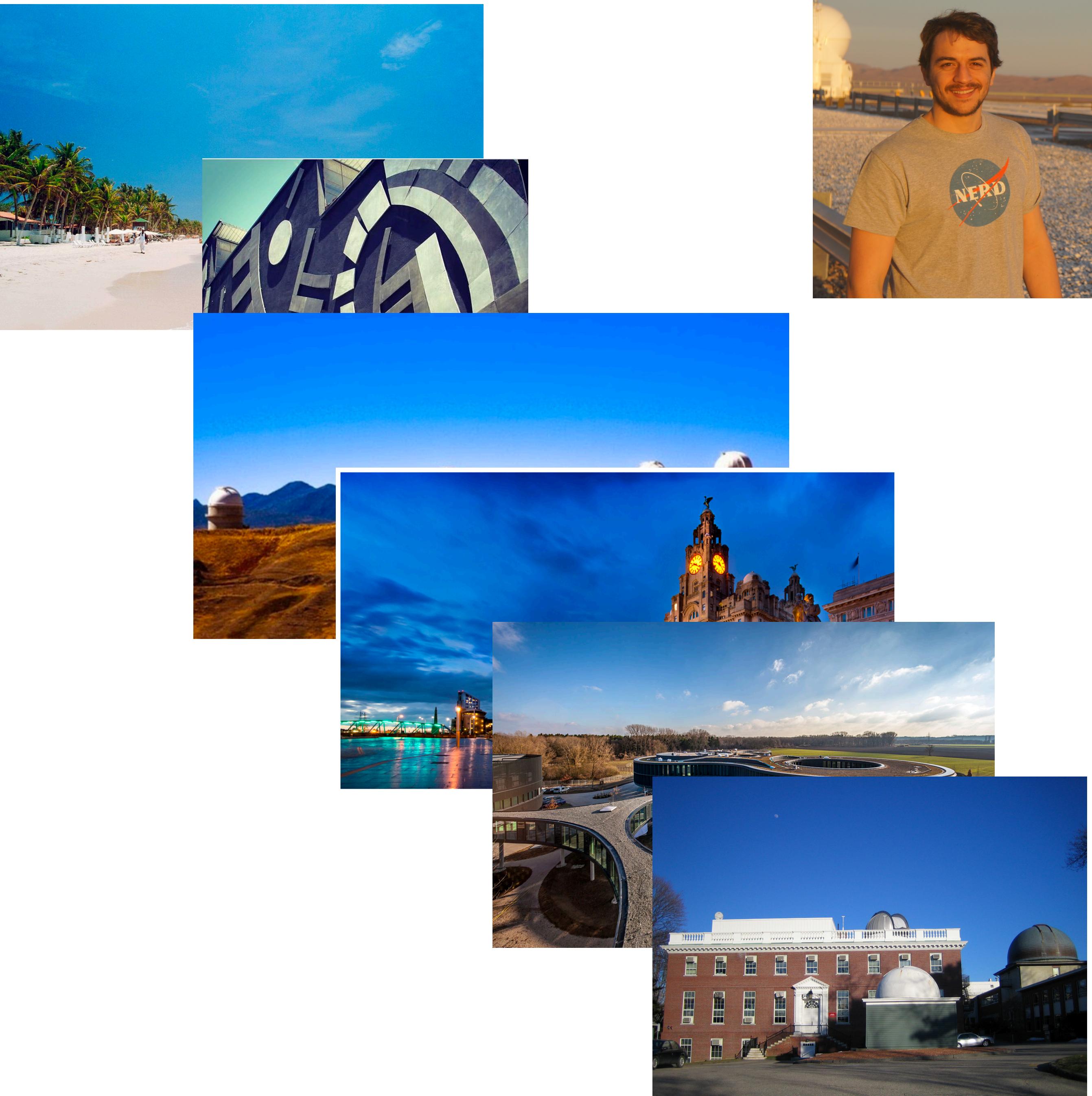
Sobre mi

- Soy de Margarita
- Física en la UCV (Efrain)
- Tesis en astrofísica en el CIDA
(Marcio y Bolivia)
- Empecé mi maestría en la ULA
- PhD Liverpool John Moores University
- 2 años PhD European Southern Observatory
(Martín)
- Hubble Fellow en Harvard
- ¿Luego? ¿Liverpool (LJMU)? ¿San Sebastian
(DIPC)?



Sobre mi

- Soy de Margarita
- Física en la UCV (Efrain)
- Tesis en astrofísica en el CIDA
(Marcio y Bolivia)
- Empecé mi maestría en la ULA
- PhD Liverpool John Moores University
- 2 años PhD European Southern Observatory
(Martín)
- Hubble Fellow en Harvard
- ¿Luego? ¿Liverpool (LJMU)? ¿San Sebastian
(DIPC)?



Repaso de la clase anterior

Repaso de la clase anterior

- Escala de tiempo dinamica: $\tau_{dyn} = \frac{1}{\sqrt{G\bar{\rho}}}$

Repaso de la clase anterior

- Escala de tiempo dinamica: $\tau_{dyn} = \frac{1}{\sqrt{G\bar{\rho}}}$
- Escala de tiempo Kelvin-Helmholtz (o térmica): $\tau_{KH} = \frac{GM^2}{RL}$

Repaso de la clase anterior

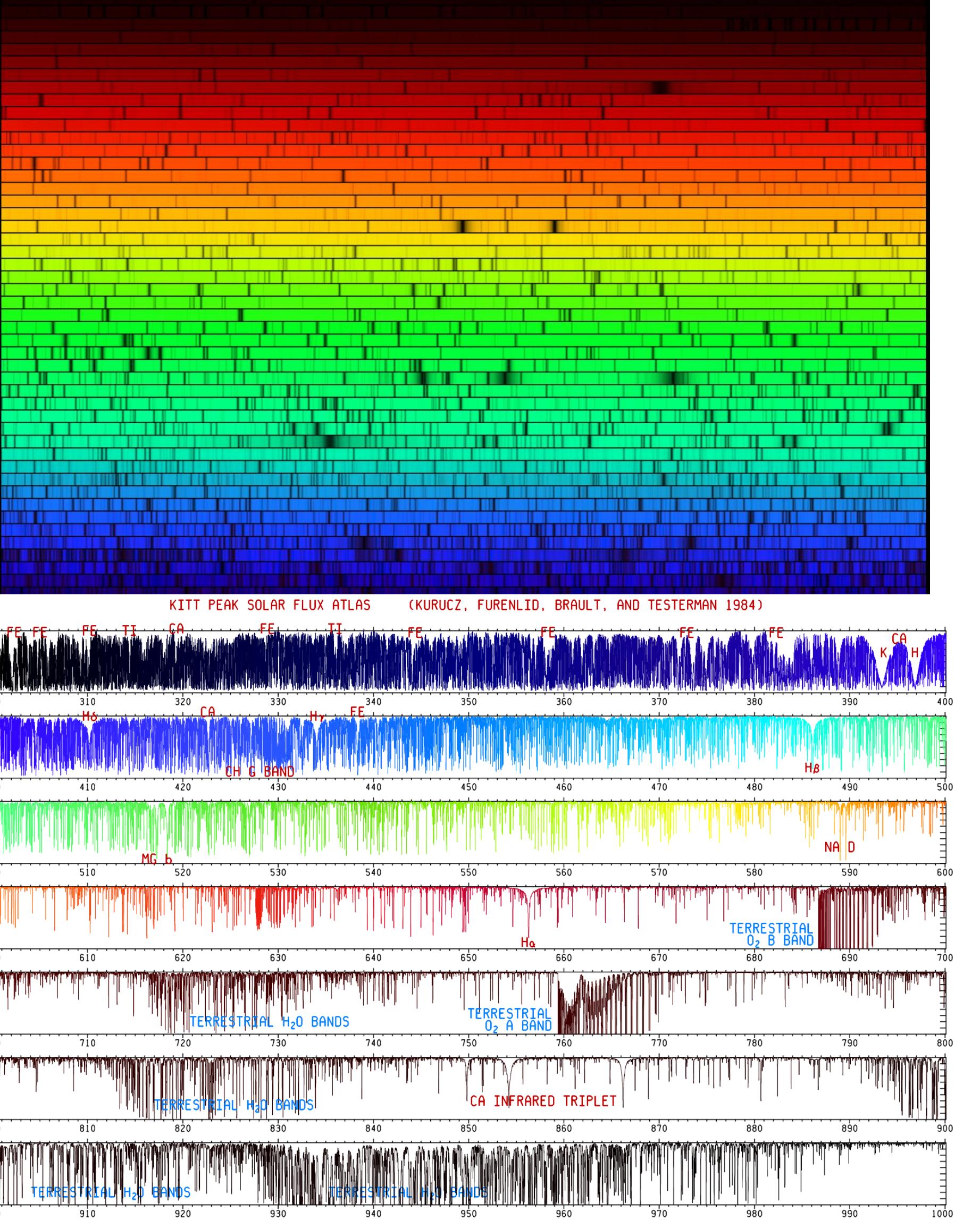
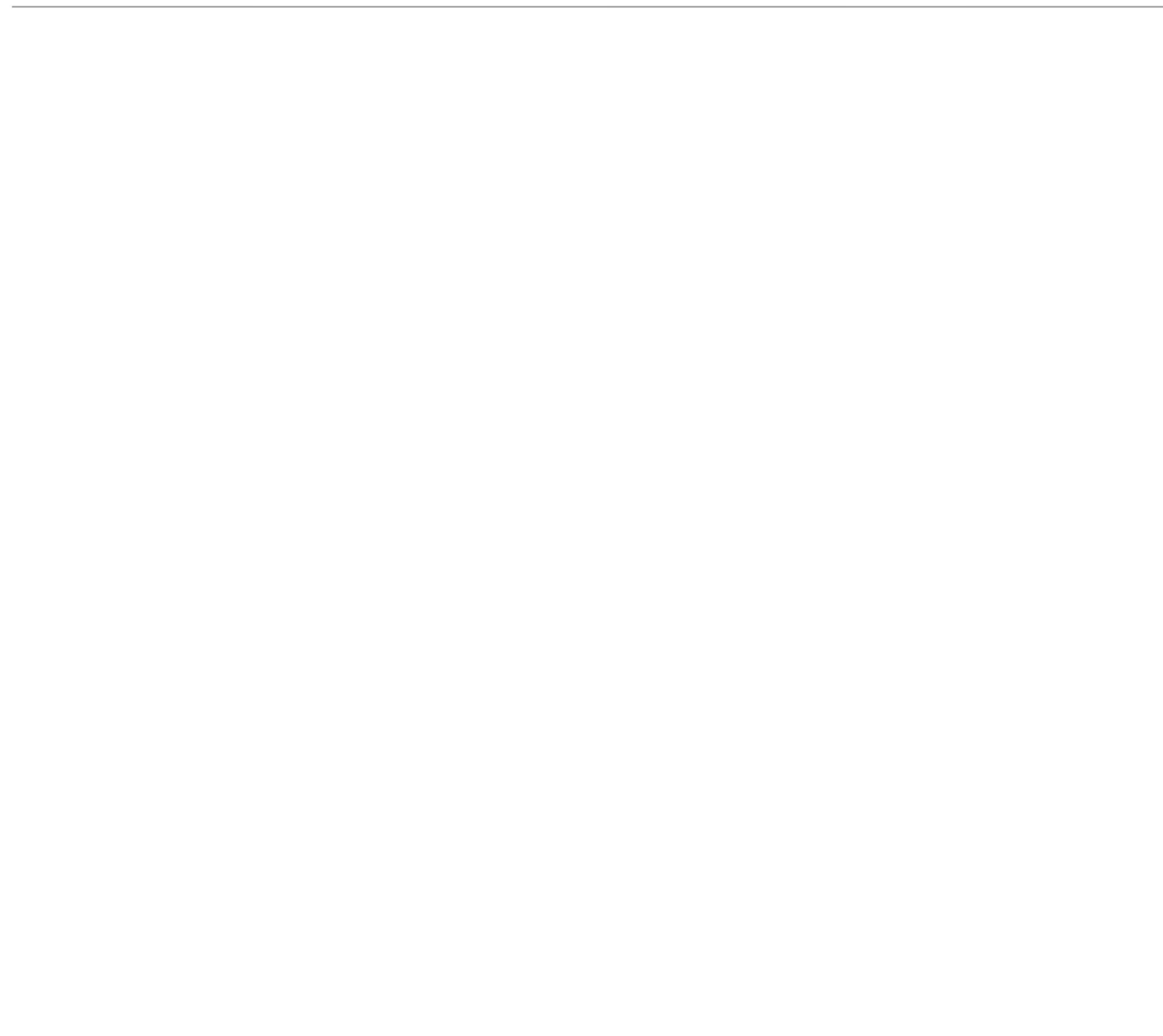
- Escala de tiempo dinamica: $\tau_{dyn} = \frac{1}{\sqrt{G\bar{\rho}}}$
- Escala de tiempo Kelvin-Helmholtz (o térmica): $\tau_{KH} = \frac{GM^2}{RL}$
- Escala de tiempo nuclear: $\tau_{nuc} \sim \frac{E_{nuc}}{L} \sim f_M M \epsilon_n L$
donde $\epsilon_n = c^2 \times (\Delta m/m)$

Repaso de la clase anterior

- Escala de tiempo dinamica: $\tau_{dyn} = \frac{1}{\sqrt{G\bar{\rho}}}$
- Escala de tiempo Kelvin-Helmholtz (o térmica): $\tau_{KH} = \frac{GM^2}{RL}$
- Escala de tiempo nuclear: $\tau_{nuc} \sim \frac{E_{nuc}}{L} \sim f_M M \epsilon_n L$
donde $\epsilon_n = c^2 \times (\Delta m/m)$
- $\tau_{dyn} \ll \tau_{KH} \ll \tau_{nuc}$ (para el Sol $1h < 3 \times 10^7 \text{ yr} < 10^{10} \text{ yr}$)

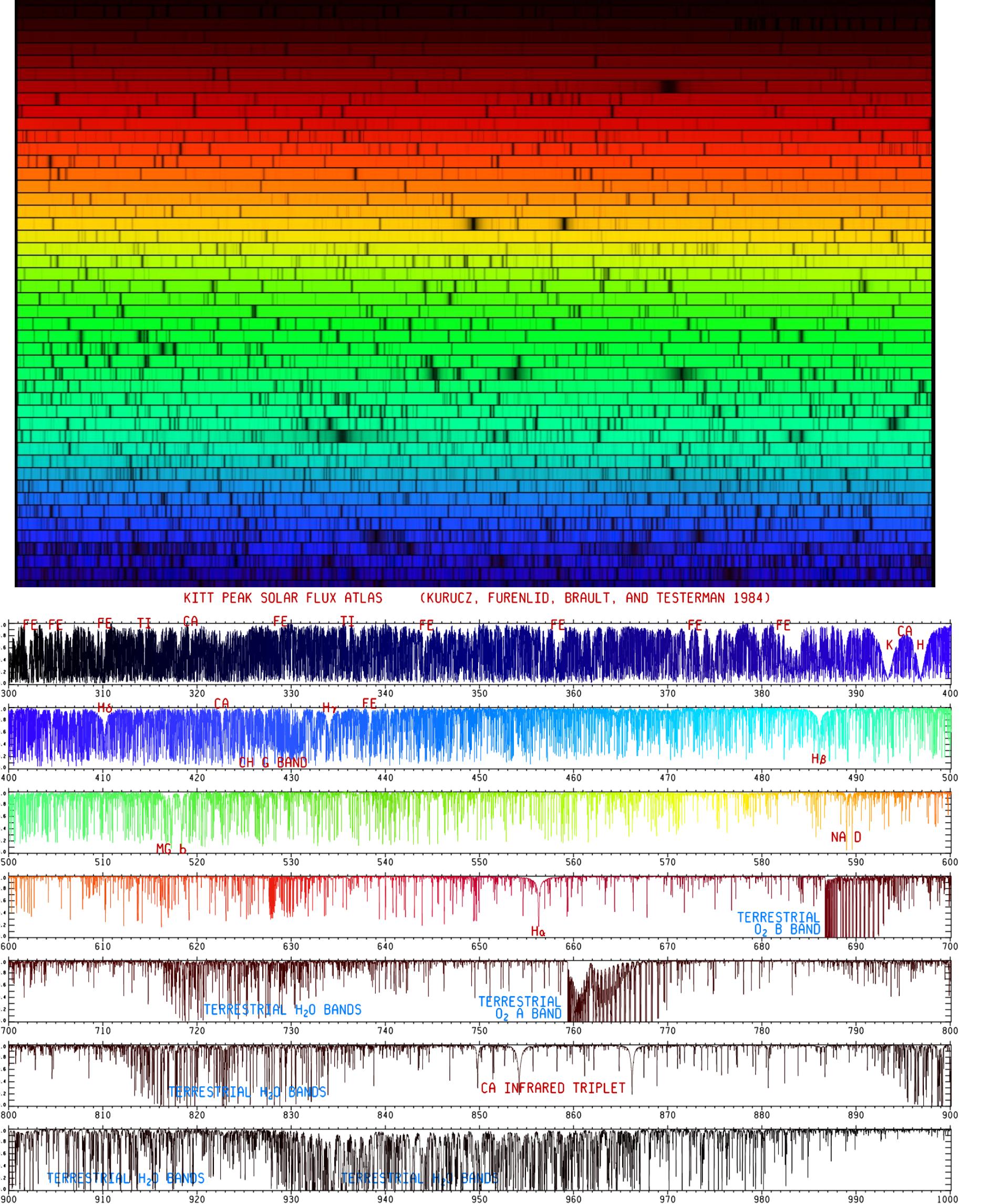
Contexto

Composición química del Sol



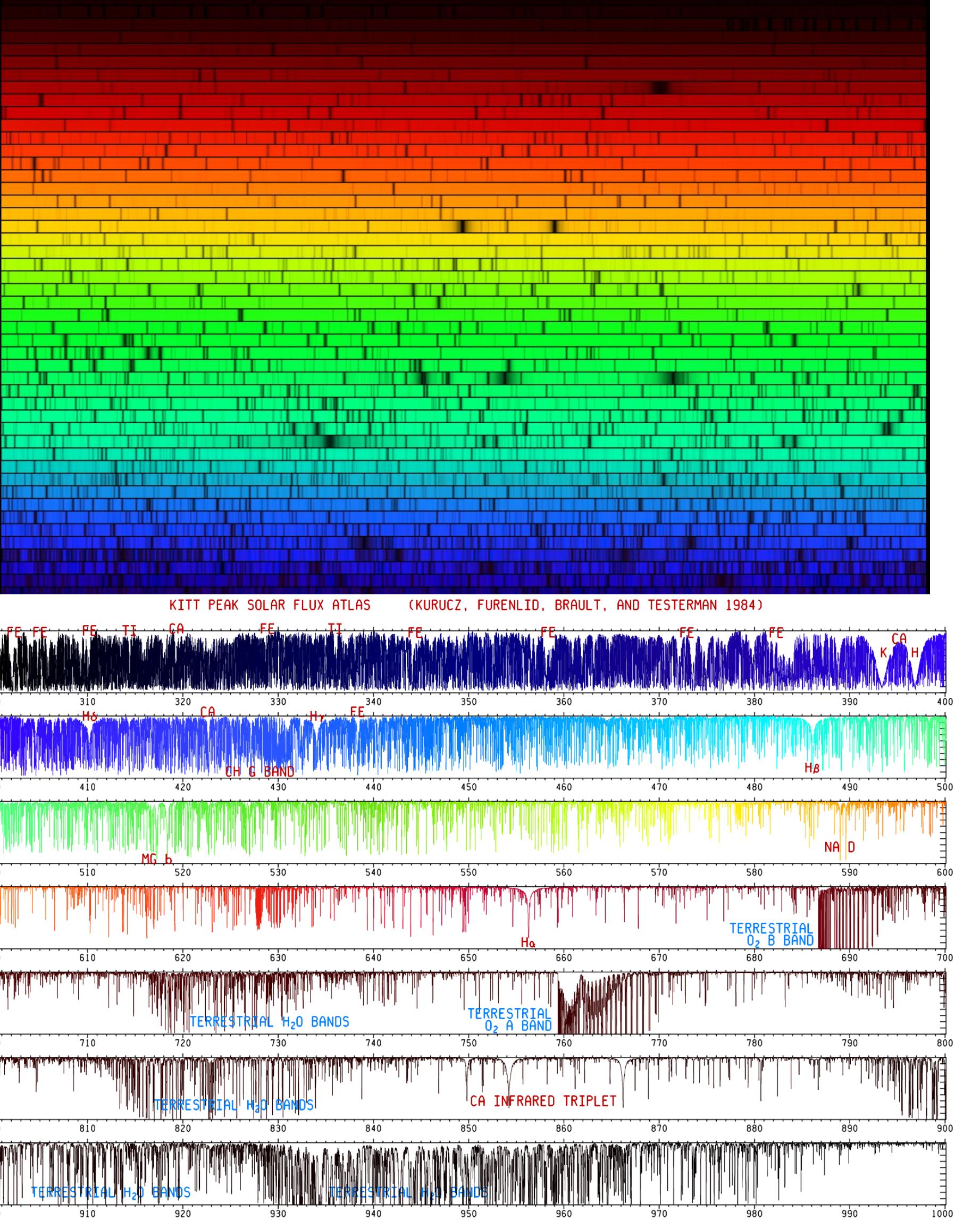
Composición química del Sol

- Determinada para las capas más externas usando espectroscopia



Composición química del Sol

- Determinada para las capas más externas usando espectroscopia
- Refleja la composición del medio interestelar del cual se formó la estrella (cierto para estrellas en la secuencia principal)



Composición química del Sol

- Determinada para las capas más externas usando espectroscopia
- Refleja la composición del medio interestelar del cual se formó la estrella (cierto para estrellas en la secuencia principal)
- Abundancias generalmente se expresan en $\log(N_X/N_H)$ (tabla)

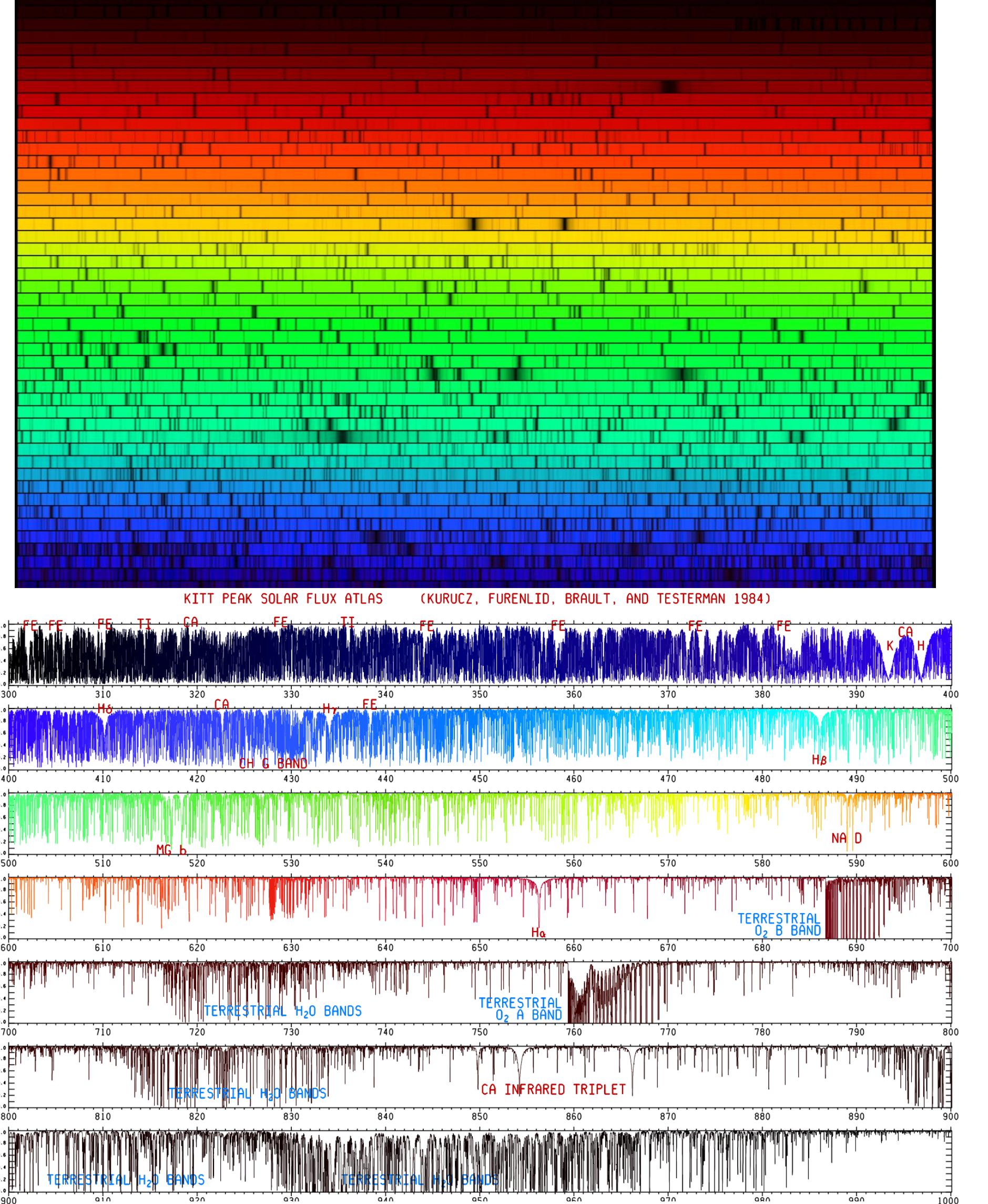


Table 1.1. The Abundance of the 10 Most Abundant Elements in the Atmosphere of the Sun and Stars in the Milky Way (Cox 2000).

Nr	Element	Z	m (AMU)	Abund	Nr	Element	Z	m (AMU)	Abund
1	H	1	1.0079	0.00	6	N	7	14.007	-3.95
2	He	2	4.0026	-1.01	7	Mg	12	24.305	-4.42
3	O	8	15.999	-3.07	8	Si	14	28.086	-4.45
4	C	6	12.011	-3.44	9	S	16	32.066	-4.79
5	Ne	10	20.180	-3.91	10	Fe	26	55.847	-4.46

Note. The atomic mass is expressed in atomic mass units: 1 AMU = 1.66054×10^{-24} g. The abundance by number of element E relative to H is expressed in $\log (N_E/N_H)$.

Composición química del Sol

- Determinada para las capas más externas usando espectroscopia
- Refleja la composición del medio interestelar del cual se formó la estrella (cierto para estrellas en la secuencia principal)
- Abundancias generalmente se expresan en $\log(N_X/N_H)$ (tabla)
- o como fracción de masa:

$$H : He : C+N+O+Ne : \text{resto} = 0.70 : 0.28 : 0.0016 : 0.0003$$

$$1 = X + Y + Z$$

1g de gas solar tiene 0.0016g de C+N+O+Ne y 0.0003g de elementos más masivos.

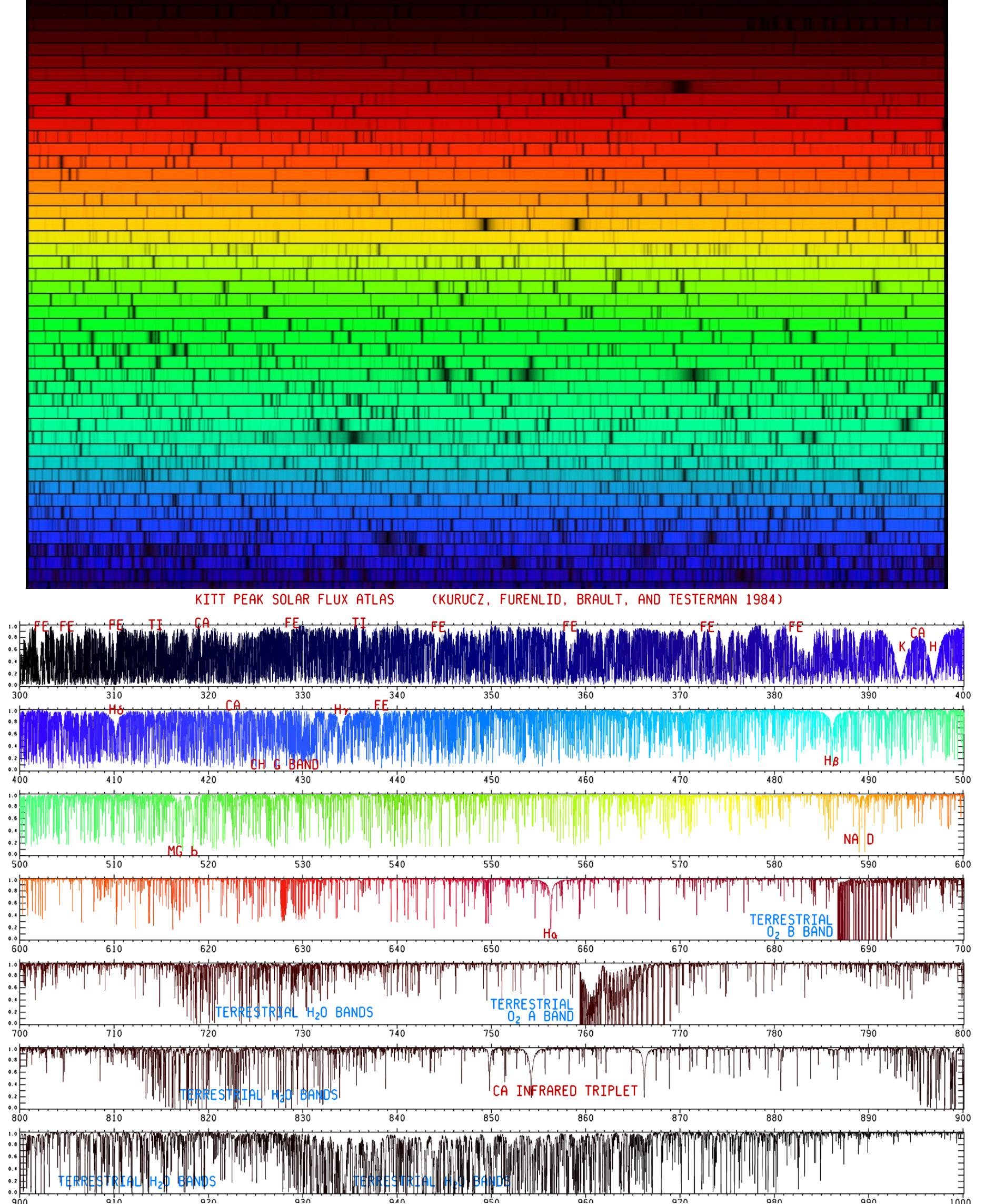
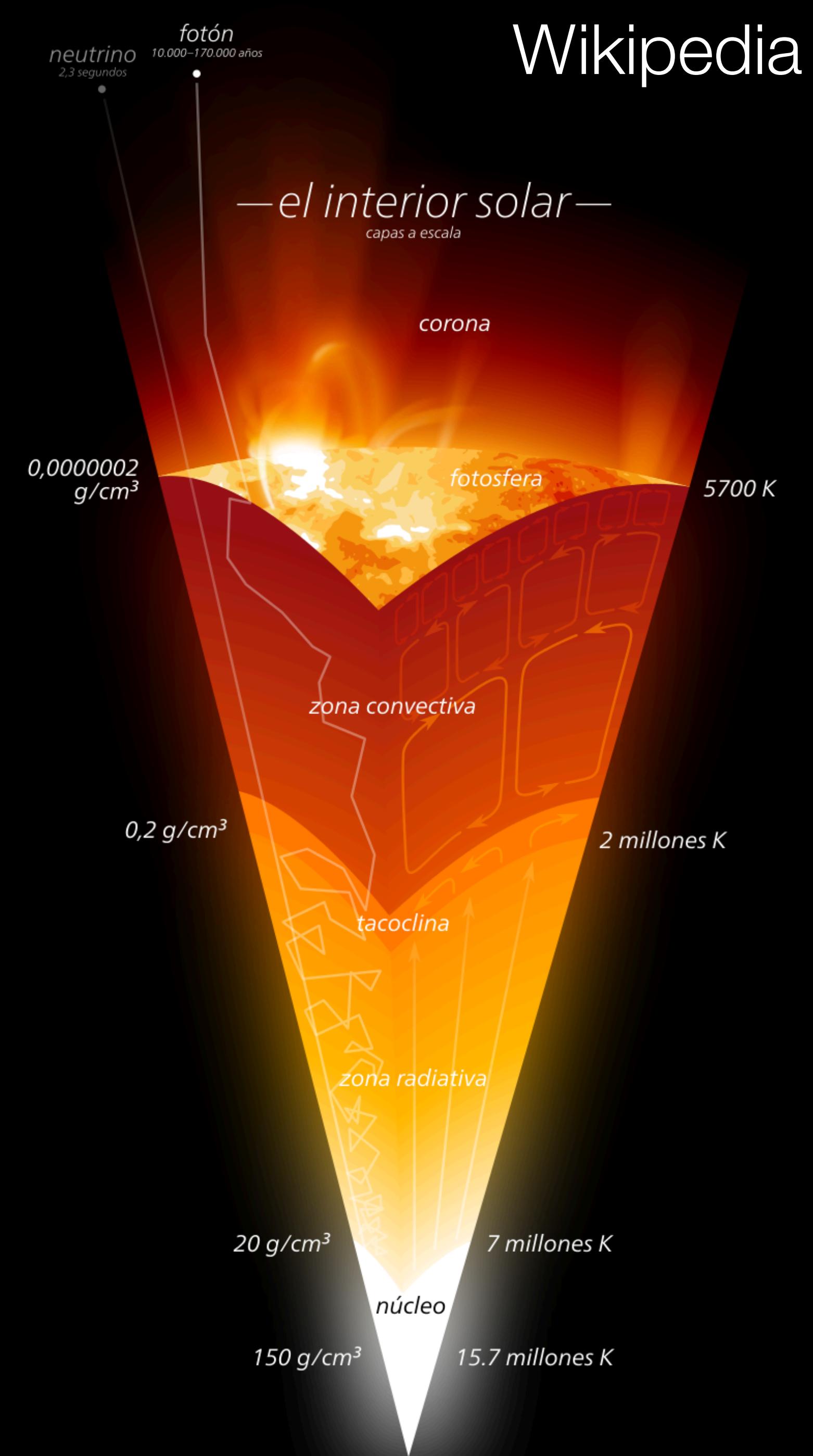


Table 1.1. The Abundance of the 10 Most Abundant Elements in the Atmosphere of the Sun and Stars in the Milky Way (Cox 2000).

Nr	Element	Z	m (AMU)	Abund	Nr	Element	Z	m (AMU)	Abund
1	H	1	1.0079	0.00	6	N	7	14.007	-3.95
2	He	2	4.0026	-1.01	7	Mg	12	24.305	-4.42
3	O	8	15.999	-3.07	8	Si	14	28.086	-4.45
4	C	6	12.011	-3.44	9	S	16	32.066	-4.79
5	Ne	10	20.180	-3.91	10	Fe	26	55.847	-4.46

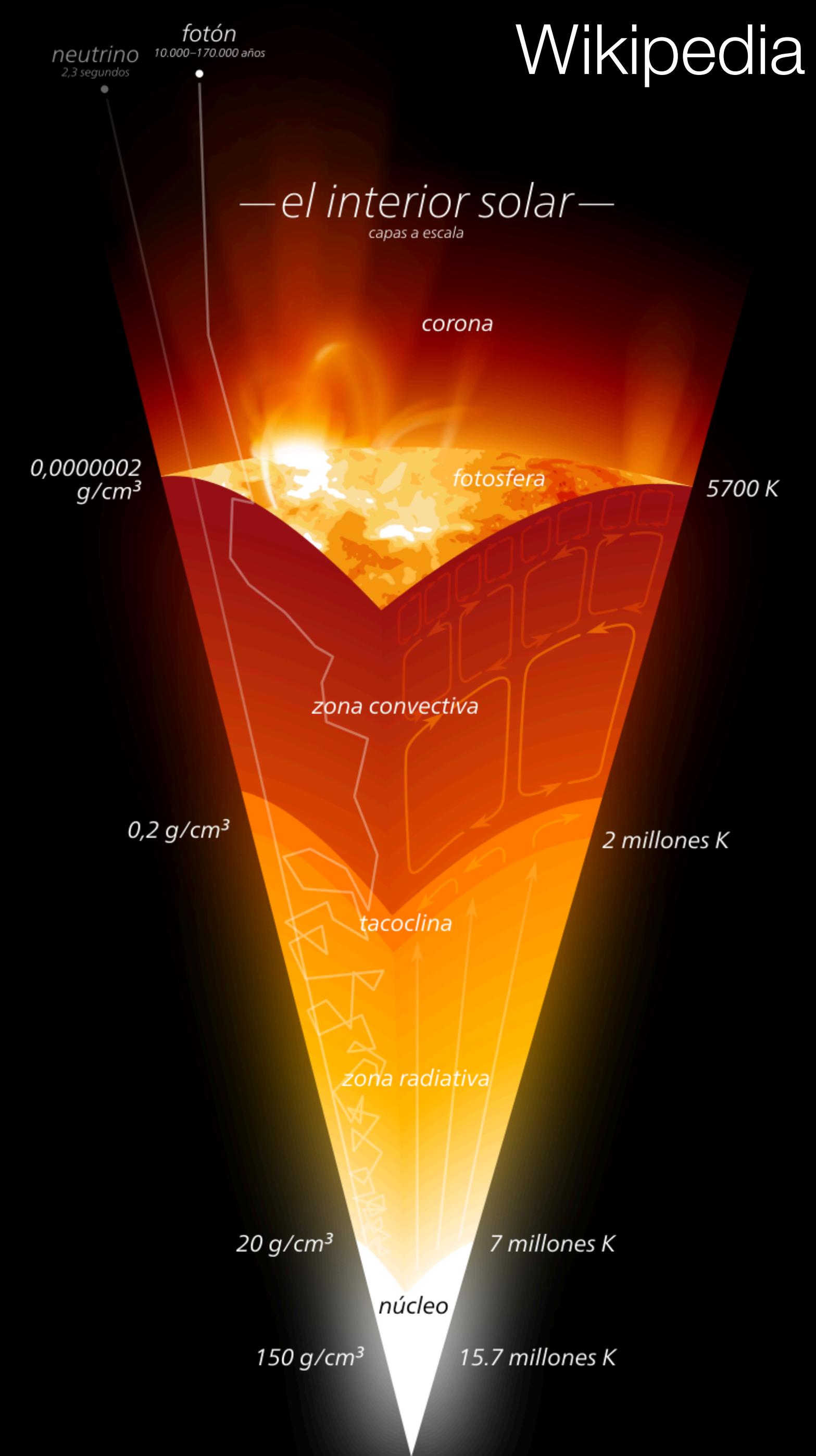
Note. The atomic mass is expressed in atomic mass units: 1 AMU = 1.66054×10^{-24} g. The abundance by number of element E relative to H is expressed in $\log (N_E/N_H)$.

Estructura estelar (detalles en clases de Marcio)



Estructura estelar (detalles en clases de Marcio)

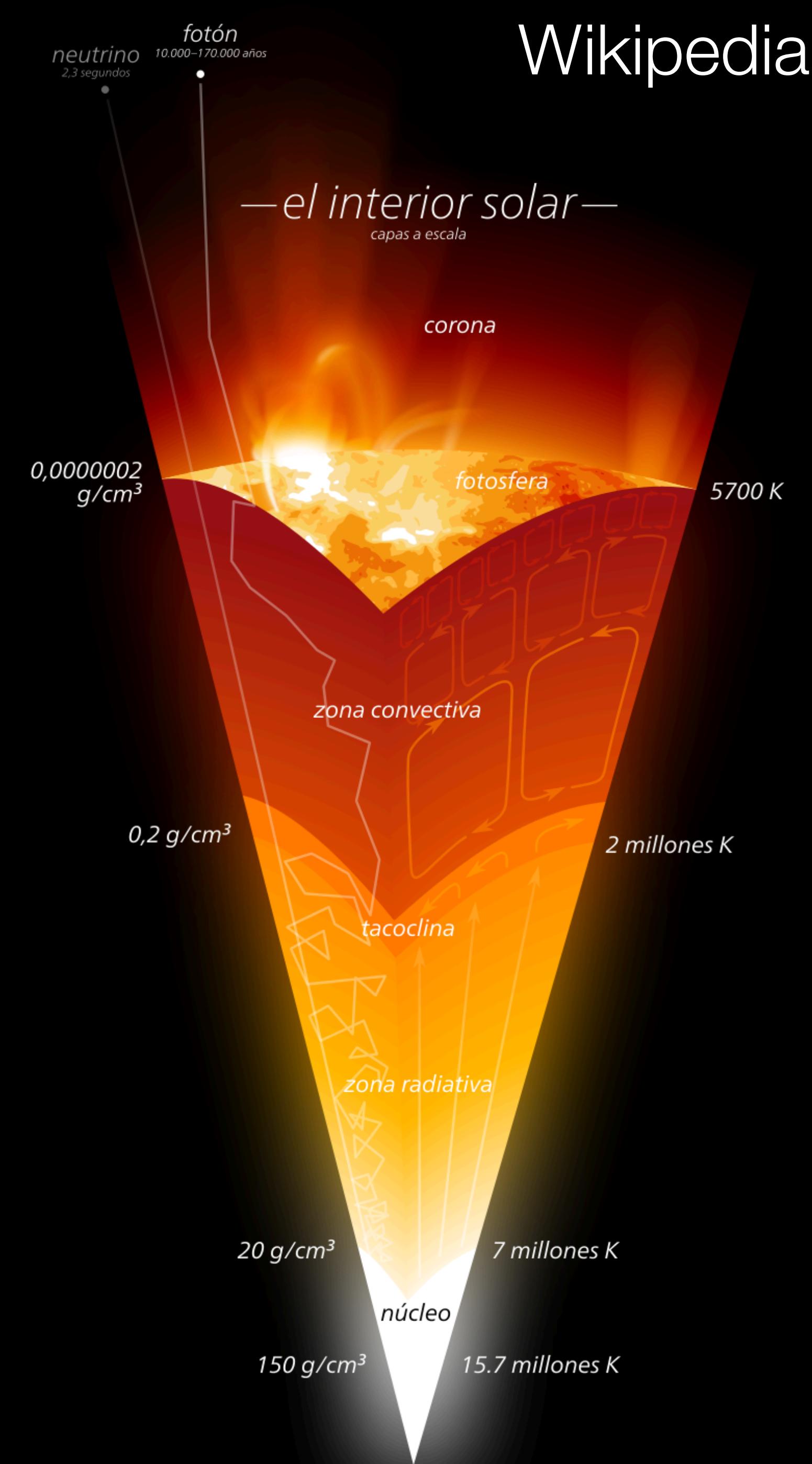
Del centro al exterior de la estrella:



Estructura estelar (detalles en clases de Marcio)

Del centro al exterior de la estrella:

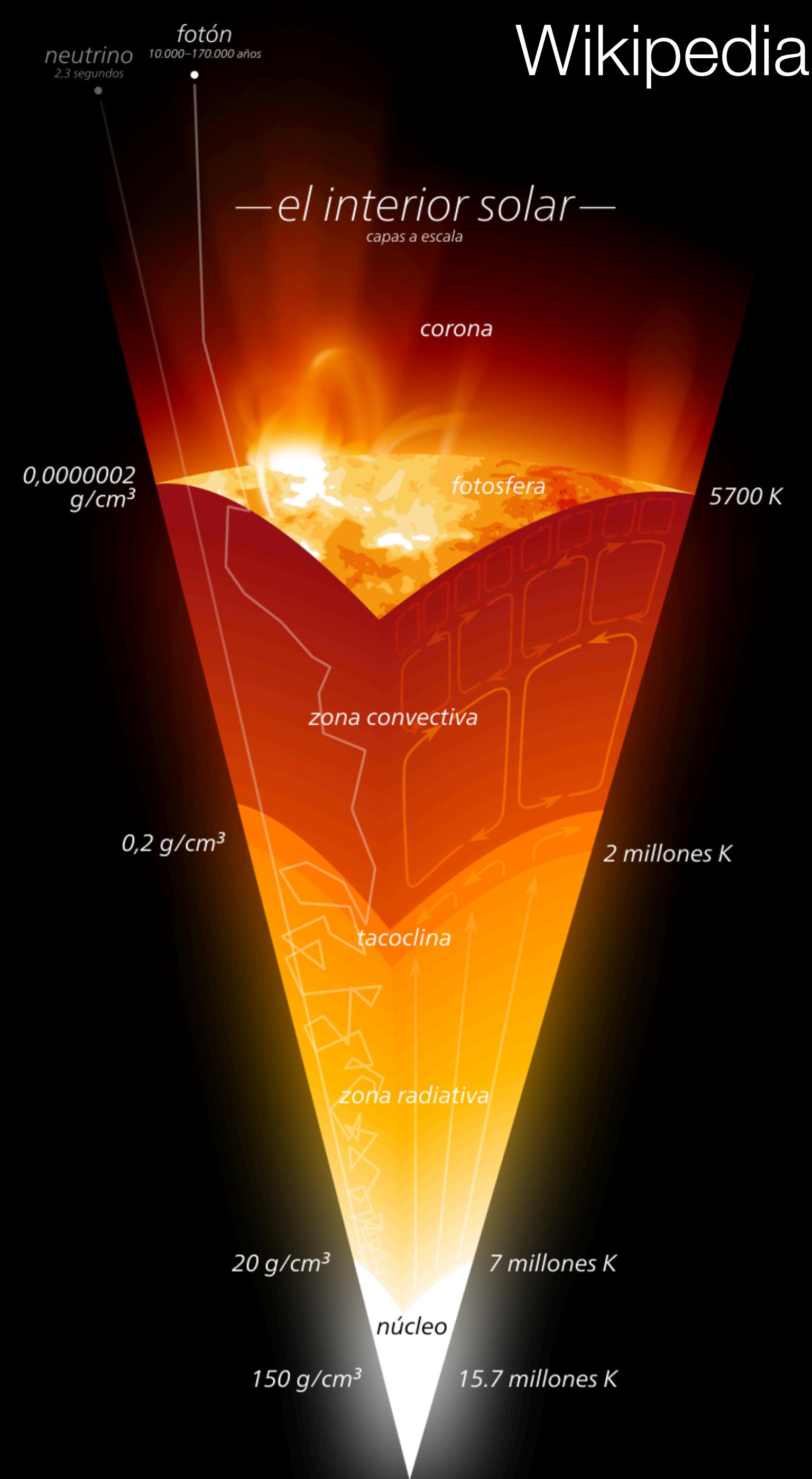
- Núcleo (“core”): ocurre/ocurrió fusión



Estructura estelar (detalles en clases de Marcio)

Del centro al exterior de la estrella:

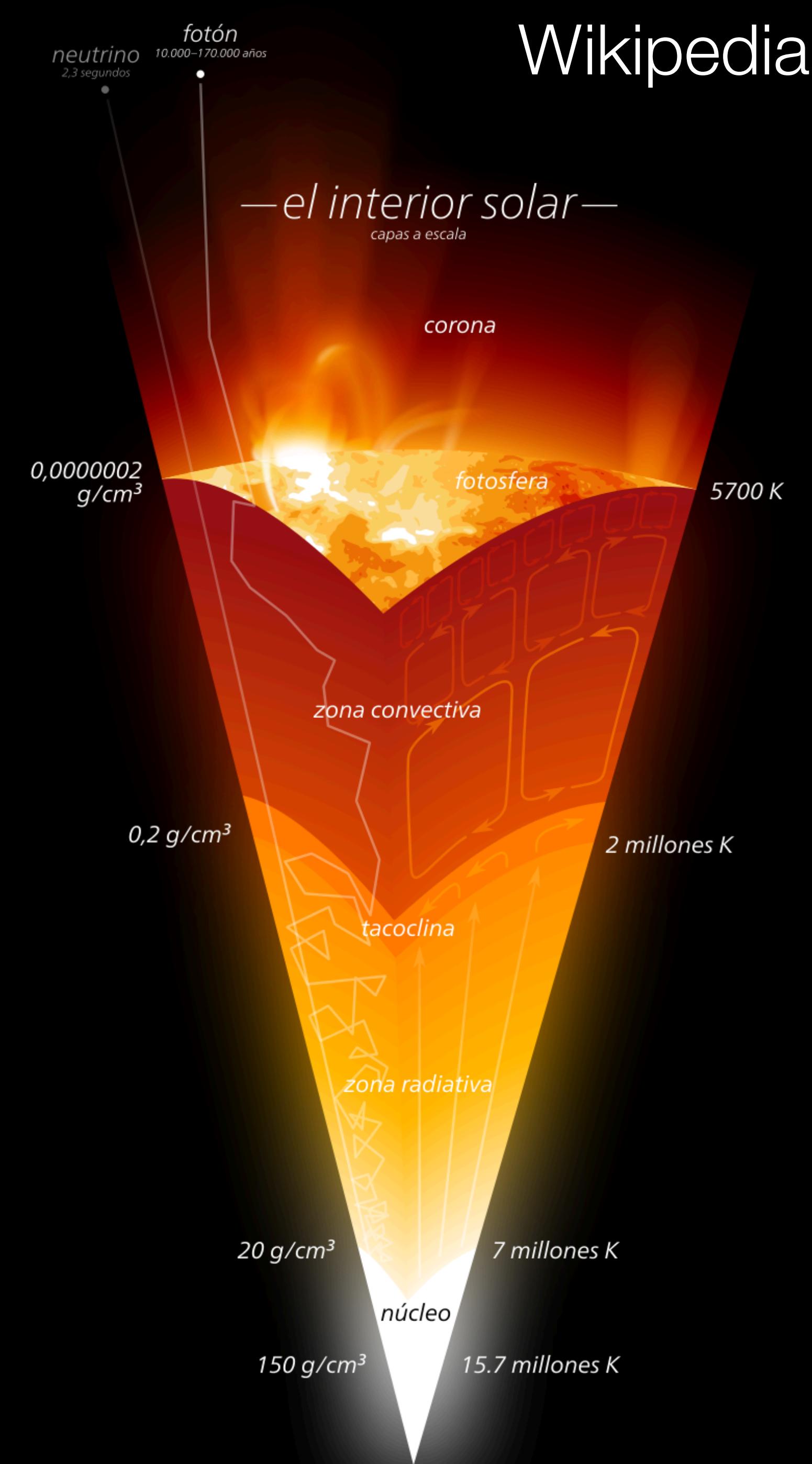
- Núcleo (“core”): ocurre/ocurrió fusión
- Capas/Cascarones (“shells”): ocurre/ocurrió fusión



Estructura estelar (detalles en clases de Marcio)

Del centro al exterior de la estrella:

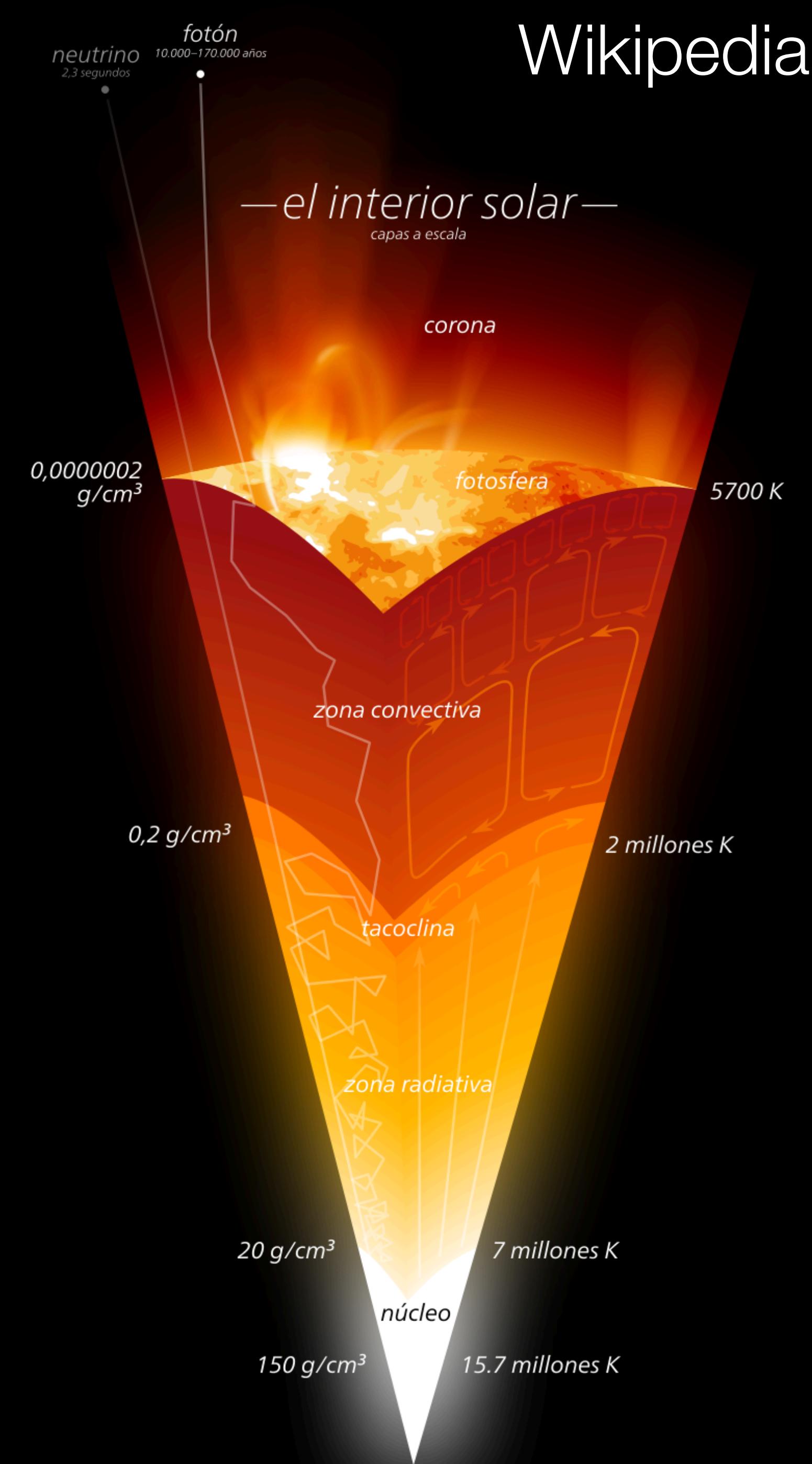
- Núcleo (“core”): ocurre/ocurrió fusión
- Capas/Cascarones (“shells”): ocurre/ocurrió fusión
- Manto (“envelope”): transporta energía por convección/radiación



Estructura estelar (detalles en clases de Marcio)

Del centro al exterior de la estrella:

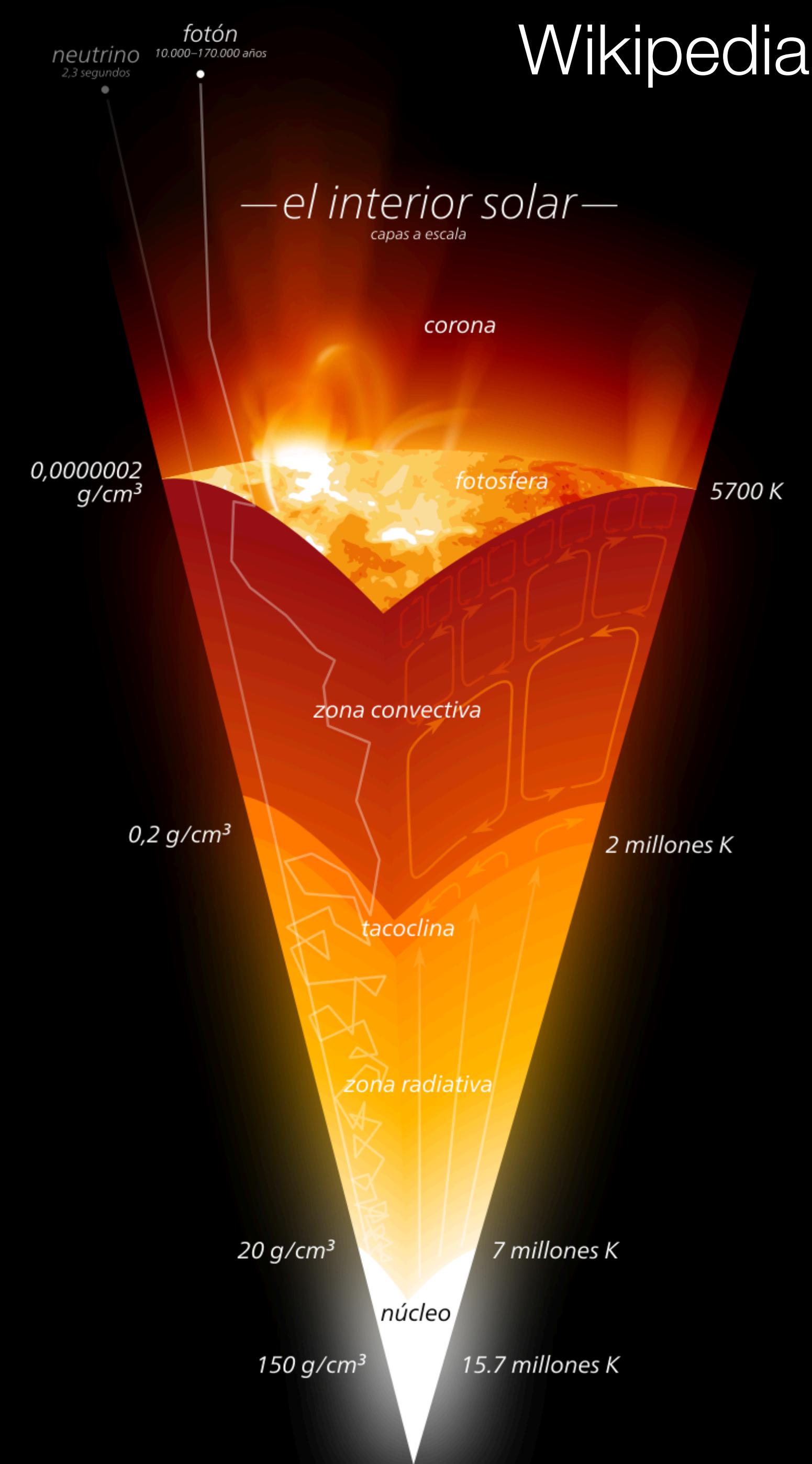
- Núcleo (“core”): ocurre/ocurrió fusión
- Capas/Cascarones (“shells”): ocurre/ocurrió fusión
- Manto (“envelope”): transporta energía por convección/radiación
- Atmósfera: lugar donde escapa la radiación.
Profundidad óptica $10 < \tau < 1$



Estructura estelar (detalles en clases de Marcio)

Del centro al exterior de la estrella:

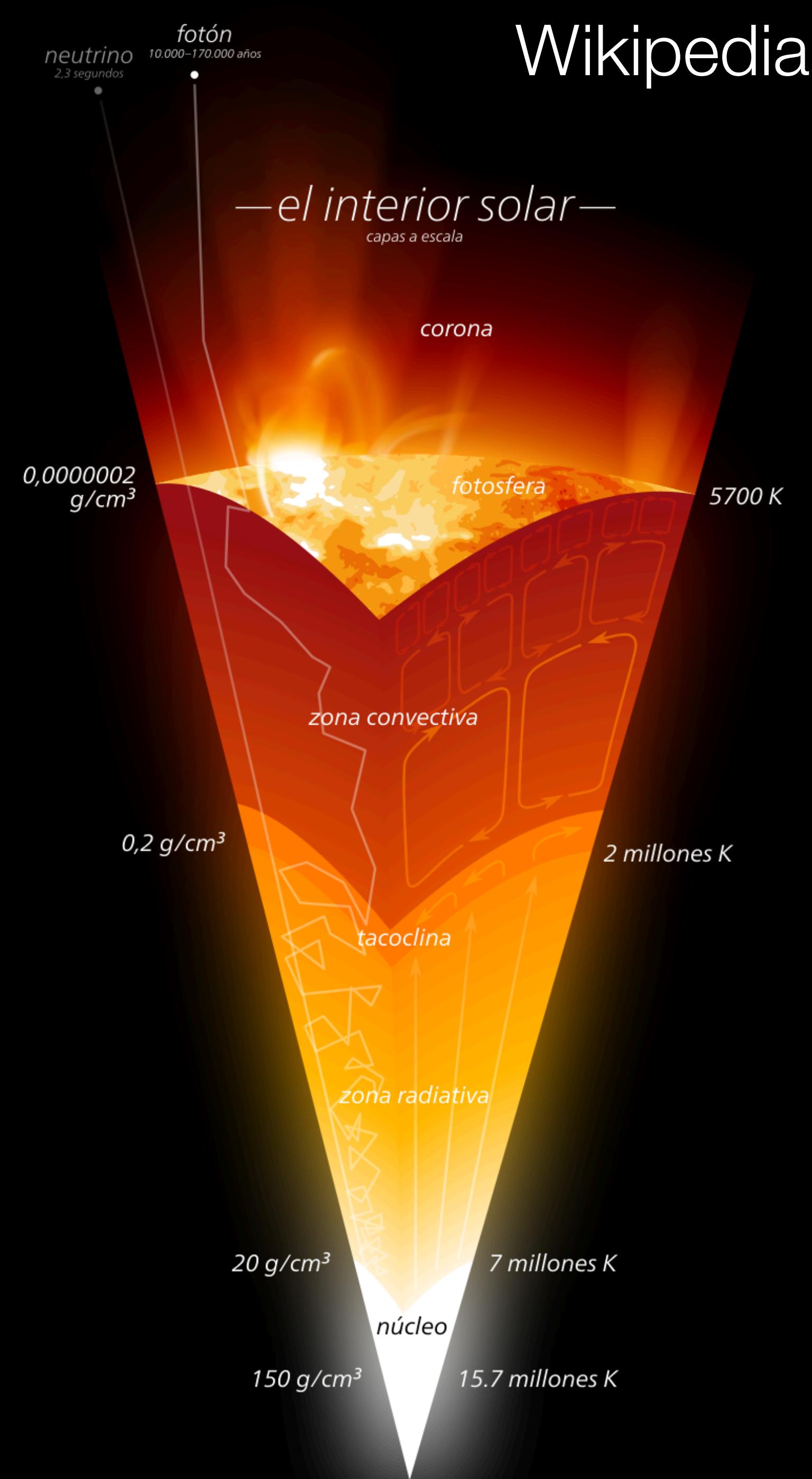
- Núcleo (“core”): ocurre/ocurrió fusión
- Capas/Cascarones (“shells”): ocurre/ocurrió fusión
- Manto (“envelope”): transporta energía por convección/radiación
- Atmósfera: lugar donde escapa la radiación.
Profundidad óptica $10 < \tau < 1$
- Fotósfera: Donde se emite la mayoría de la luz
($\tau \lesssim 1$)



Estructura estelar (detalles en clases de Marcio)

Del centro al exterior de la estrella:

- Núcleo (“core”): ocurre/ocurrió fusión
- Capas/Cascarones (“shells”): ocurre/ocurrió fusión
- Manto (“envelope”): transporta energía por convección/radiación
- Atmósfera: lugar donde escapa la radiación.
Profundidad óptica $10 < \tau < 1$
- Fotósfera: Donde se emite la mayoría de la luz
($\tau \lesssim 1$)
- Cromósfera, Corona y Vientos...



Motivación

Motivación

- Para estrellas en equilibrio térmico (próximas clases con Marcio), necesitamos una fuente de energía interna que balancee la energía que se irradia desde la superficie.

Motivación

- Para estrellas en equilibrio térmico (próximas clases con Marcio), necesitamos una fuente de energía interna que balancee la energía que se irradia desde la superficie.
- Hoy en día sabemos que esta energía es el resultado de reacciones nucleares en el núcleo de la estrella donde la temperatura y densidad es suficientemente alta. (En ~1850 se pensaba que era por gravedad^{*})

Motivación

- Para estrellas en equilibrio térmico (próximas clases con Marcio), necesitamos una fuente de energía interna que balancee la energía que se irradia desde la superficie.
- Hoy en día sabemos que esta energía es el resultado de reacciones nucleares en el núcleo de la estrella donde la temperatura y densidad es suficientemente alta. (En ~1850 se pensaba que era por gravedad*)

* <https://www.nobelprize.org/prizes/themes/how-the-sun-shines-2/>

Motivación

- Para estrellas en equilibrio térmico (próximas clases con Marcio), necesitamos una fuente de energía interna que balancee la energía que se irradia desde la superficie.
- Hoy en día sabemos que esta energía es el resultado de reacciones nucleares en el núcleo de la estrella donde la temperatura y densidad es suficientemente alta. (En ~1850 se pensaba que era por gravedad*)
- Si la fusión termina, la estrella se contraerá, aumentando la temperatura del núcleo. Cuando la temperatura es suficientemente alta, la fusión continuará.

* <https://www.nobelprize.org/prizes/themes/how-the-sun-shines-2/>

Motivación

- Para estrellas en equilibrio térmico (próximas clases con Marcio), necesitamos una fuente de energía interna que balancee la energía que se irradia desde la superficie.
- Hoy en día sabemos que esta energía es el resultado de reacciones nucleares en el núcleo de la estrella donde la temperatura y densidad es suficientemente alta. (En ~1850 se pensaba que era por gravedad*)
- Si la fusión termina, la estrella se contraerá, aumentando la temperatura del núcleo. Cuando la temperatura es suficientemente alta, la fusión continuará.
- Este ciclo continua hasta que se acaba el combustible.

* <https://www.nobelprize.org/prizes/themes/how-the-sun-shines-2/>

Motivación

- Para estrellas en equilibrio térmico (próximas clases con Marcio), necesitamos una fuente de energía interna que balancee la energía que se irradia desde la superficie.
- Hoy en día sabemos que esta energía es el resultado de reacciones nucleares en el núcleo de la estrella donde la temperatura y densidad es suficientemente alta. (En ~1850 se pensaba que era por gravedad*)
- Si la fusión termina, la estrella se contraerá, aumentando la temperatura del núcleo. Cuando la temperatura es suficientemente alta, la fusión continuará.
- Este ciclo continua hasta que se acaba el combustible.
- Cuando no hay más fusión, la gravedad domina.

* <https://www.nobelprize.org/prizes/themes/how-the-sun-shines-2/>

Motivación

- Para estrellas en equilibrio térmico (próximas clases con Marcio), necesitamos una fuente de energía interna que balancee la energía que se irradia desde la superficie.
 - Hoy en día sabemos que esta energía es el resultado de reacciones nucleares en el núcleo de la estrella donde la temperatura y densidad es suficientemente alta. (En ~1850 se pensaba que era por gravedad*)
 - Si la fusión termina, la estrella se contraerá, aumentando la temperatura del núcleo. Cuando la temperatura es suficientemente alta, la fusión continuará.
 - Este ciclo continua hasta que se acaba el combustible.
 - Cuando no hay más fusión, la gravedad domina.
 - Estrellas de baja masa -> enanas blancas y las estrellas de alta masa -> estrellas de neutrones, o agujeros negros + SNe.
- * <https://www.nobelprize.org/prizes/themes/how-the-sun-shines-2/>

Motivación

- Para estrellas en equilibrio térmico (próximas clases con Marcio), necesitamos una fuente de energía interna que balancee la energía que se irradia desde la superficie.
 - Hoy en día sabemos que esta energía es el resultado de reacciones nucleares en el núcleo de la estrella donde la temperatura y densidad es suficientemente alta. (En ~1850 se pensaba que era por gravedad*)
 - Si la fusión termina, la estrella se contraerá, aumentando la temperatura del núcleo. Cuando la temperatura es suficientemente alta, la fusión continuará.
 - Este ciclo continua hasta que se acaba el combustible.
 - Cuando no hay más fusión, la gravedad domina.
 - Estrellas de baja masa -> enanas blancas y las estrellas de alta masa -> estrellas de neutrones, o agujeros negros + SNe.
- * <https://www.nobelprize.org/prizes/themes/how-the-sun-shines-2/>

Objetivos

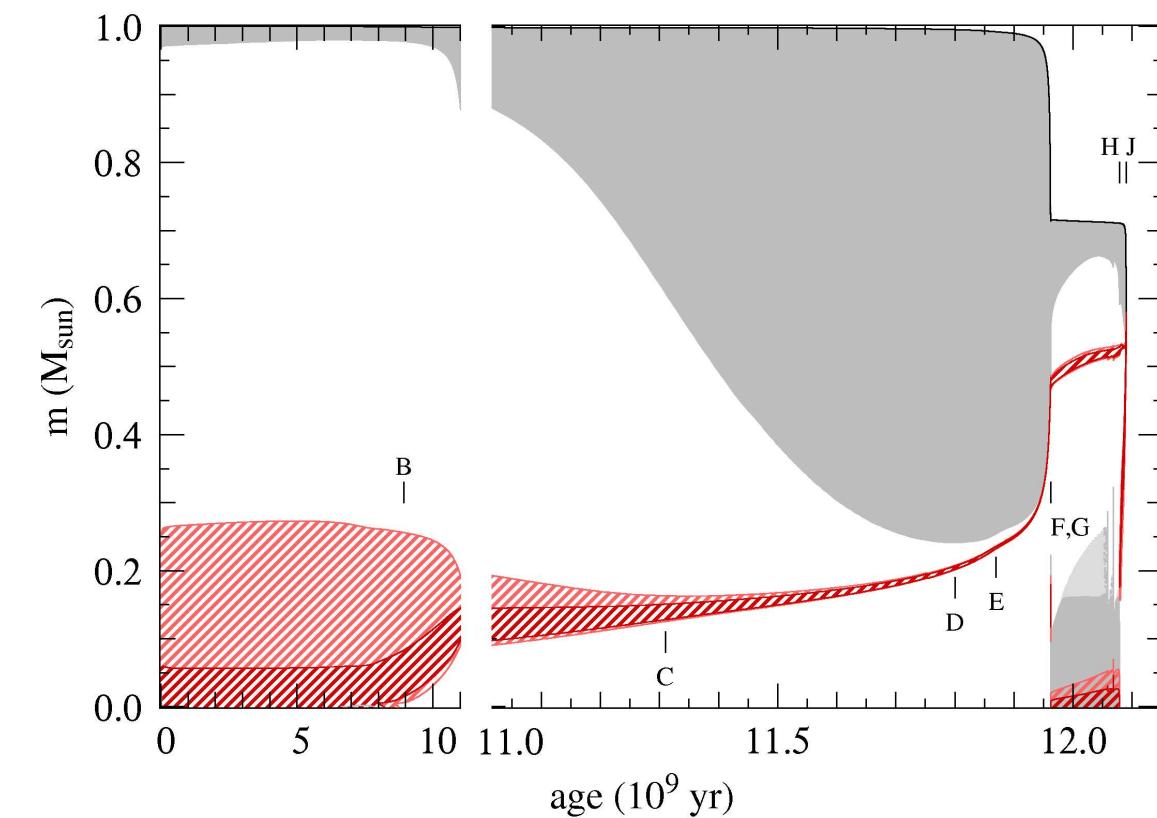
- Tasas de reacción nuclear.
 - Cadena p-p.
 - Ciclo CNO.
- $\left. \begin{array}{l} \text{Cadena p-p.} \\ \text{Ciclo CNO.} \end{array} \right\}$ fusión H-> He
- Reacción triple-a (fusión de He -> C)
 - Fusión de Carbono y Oxígeno.
 - Fotodesintegración de Silicio.
 - Creación de elementos pesados: procesos r y s. (captura de neutrones)
 - Producción de pares.
 - Fotodesintegración de Hierro.

Recursos

- Recomendación #1
- Un poco más avanzado y moderno/actualizado que el Prialnik.
- Excelente y *sin perderse en los detalles*.
- Se los recomiendo para el resto del curso.
- Lo encuentran en línea gratis en la página de Onno Pols:

https://www.astro.ru.nl/~onnop/education/stev_utrecht_notes/

STELLAR STRUCTURE AND EVOLUTION

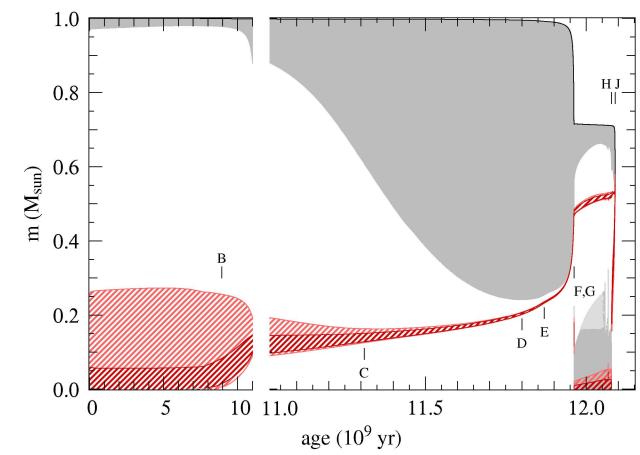


O.R. Pols

Astronomical Institute Utrecht
September 2011

Recursos:

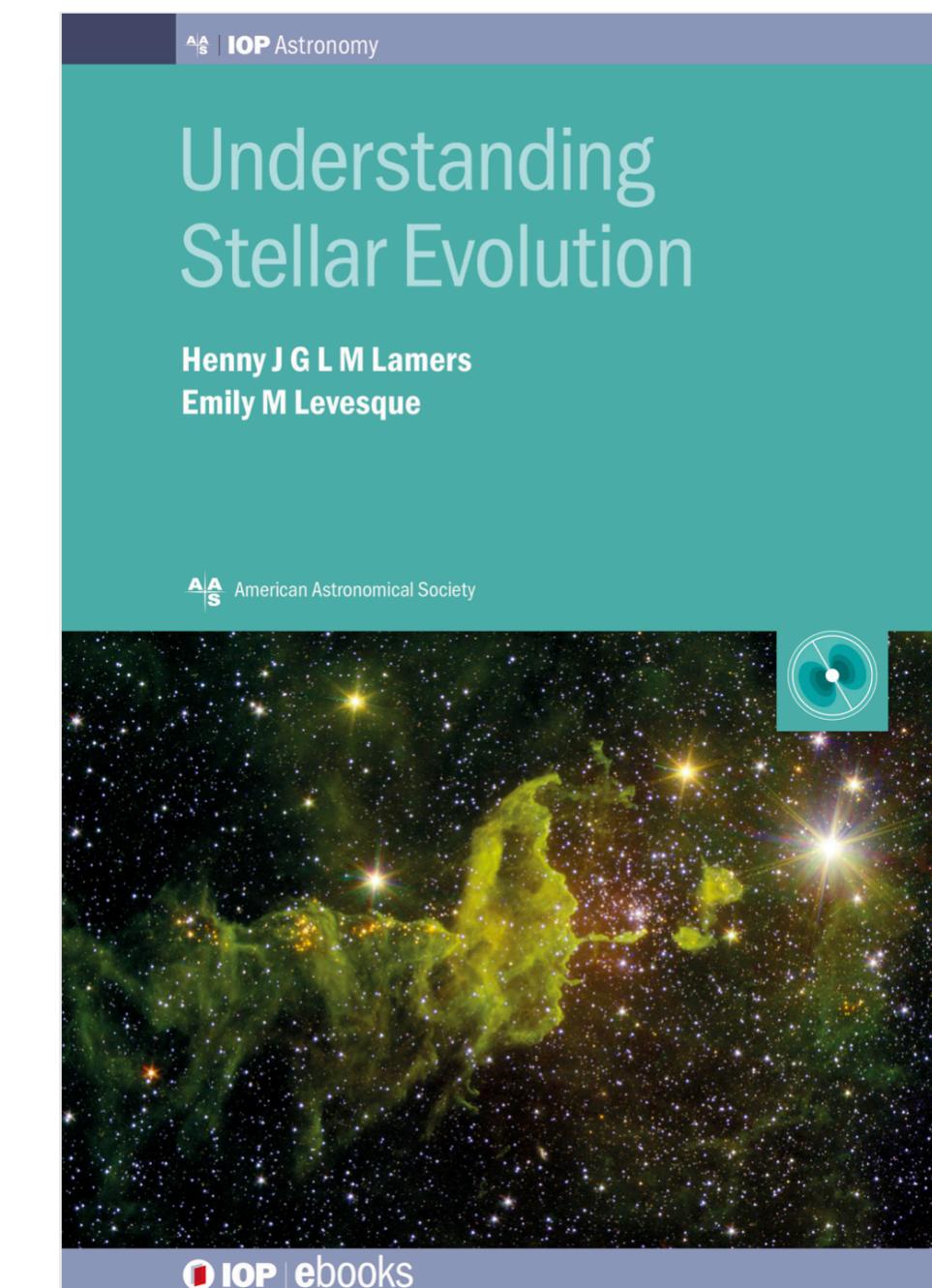
STELLAR STRUCTURE AND EVOLUTION



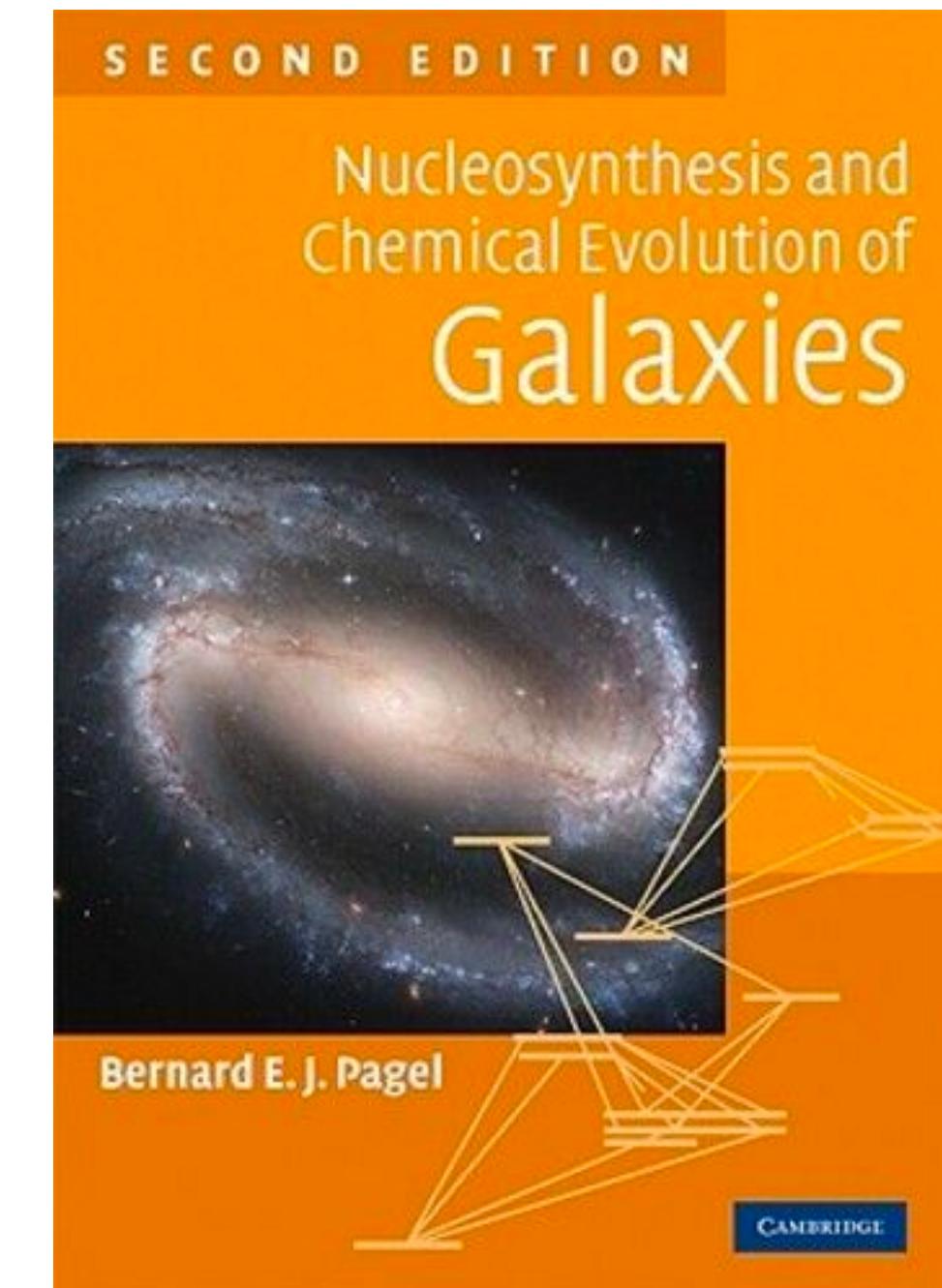
O.R. Pols

Astronomical Institute Utrecht
September 2011

Excelente,
sin perderse en
los detalles

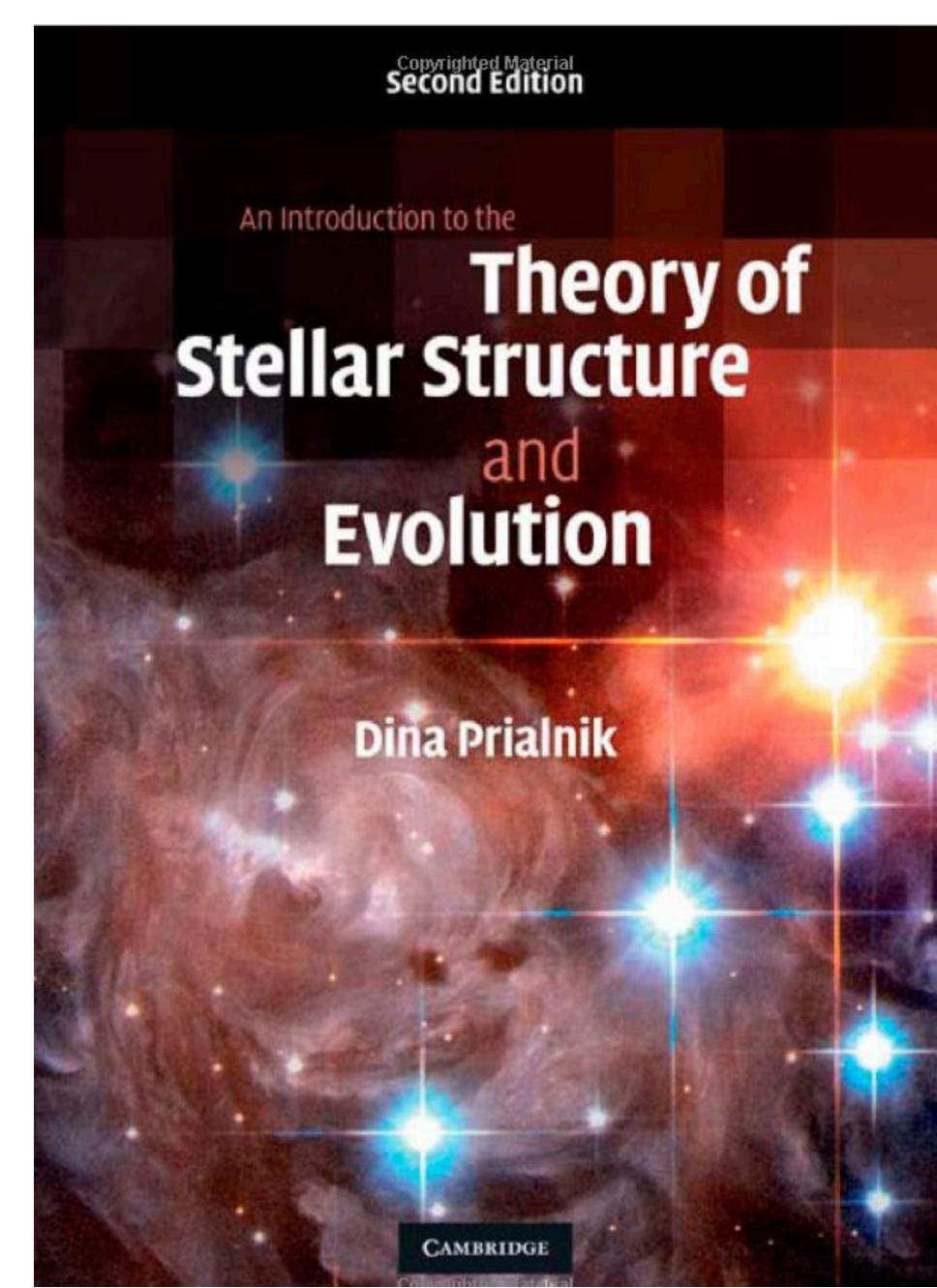


Muy bueno,
menos detalles

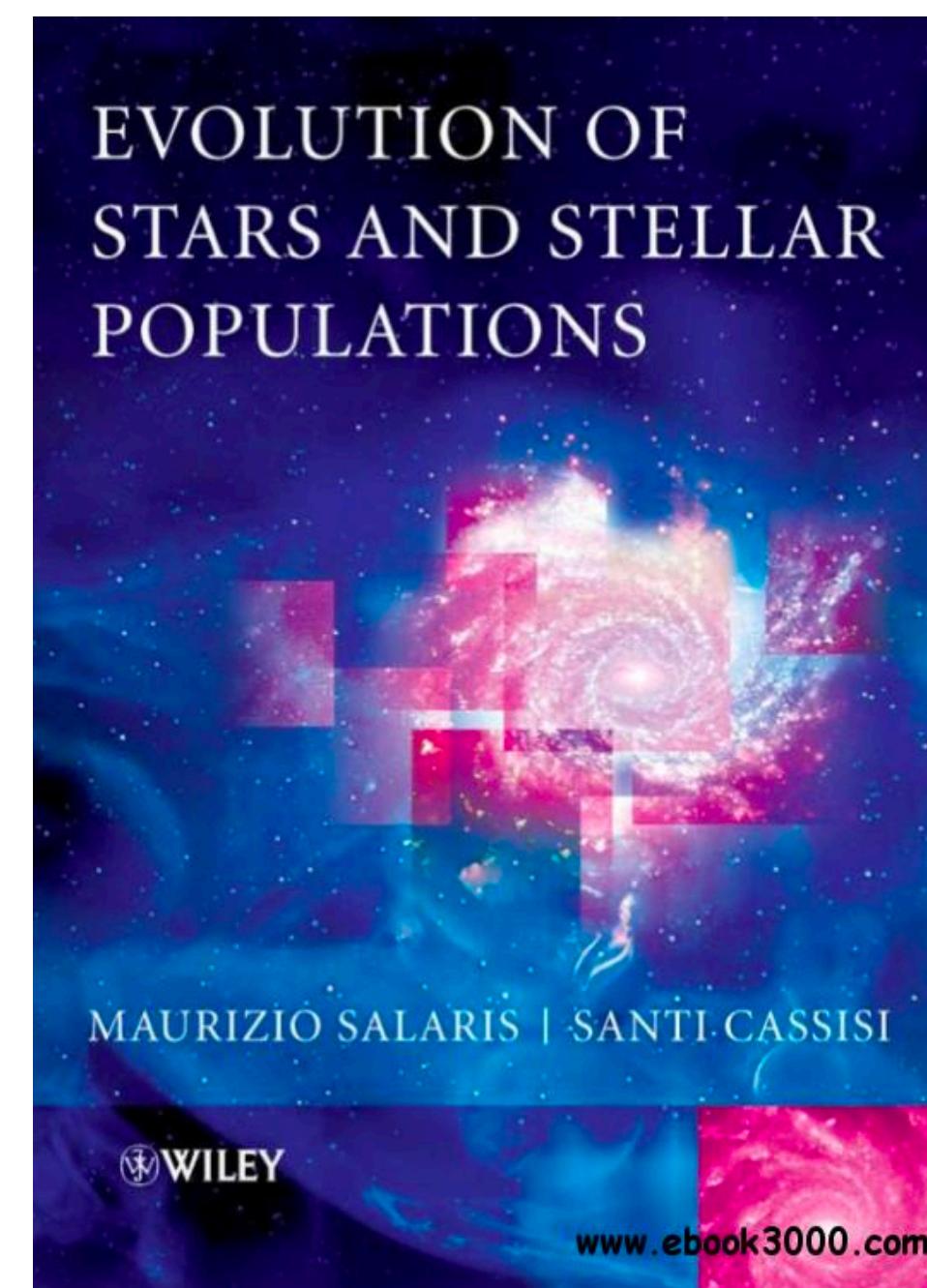


Todos los detalles
para esta clase
(esp. Cap. 1 & 2)

Evolución estelar / clase 4 / Ivan Cabrera-Ziri



Clásico pero
un poco básico



teoría y
aplicaciones
(único en este
aspecto)

Notación para las reacciones nucleares

$X + a \rightarrow Y + b$ ó $X(a, b)Y$ (núcleo X reacciona con partícula a y produce un núcleo Y y una partícula b)

a : generalmente otro núcleo

b : núcleo, fotón u otro tipo de partícula

Cada núcleo está caracterizado por su número atómico Z y su número de masa A . En una reacción la carga y el número de bariones se tiene que conservar. Por ejemplo, para la reacción anterior:

$$Z_X + Z_a = Z_Y + Z_b$$

$$A_X + A_a = A_Y + A_b$$

Energía de enlace

Energía de enlace

- Masa de un núcleo \neq masa protones + masa neutrones (debido a que ellos están ligados por la fuerza nuclear fuerte). La energía de enlace para un núcleo i de masa m_i es:

$$E_{B,i} = [(A_i - Z_i)m_n + Z_i m_p - m_i]c^2 \text{ (donde } m_p \text{ y } m_n \text{ son las masas del protón y neutrón)}$$

aunque $\sum A_i$ se conserva en una reacción nuclear, la suma de las masas de las partículas involucradas en la reacción no.

Energía de enlace

- Masa de un núcleo \neq masa protones + masa neutrones (debido a que ellos están ligados por la fuerza nuclear fuerte). La energía de enlace para un núcleo i de masa m_i es:

$$E_{B,i} = [(A_i - Z_i)m_n + Z_i m_p - m_i]c^2 \text{ (donde } m_p \text{ y } m_n \text{ son las masas del protón y neutrón)}$$

aunque $\sum A_i$ se conserva en una reacción nuclear, la suma de las masas de las partículas involucradas en la reacción no.

- La diferencia de masa Δm se convierte en energía de acuerdo a $E = \Delta m c^2$

Producción de energía nuclear

Producción de energía nuclear

- La energía liberada por la reacción $X + a \rightarrow Y + b$ sera:

$$Q = (m_X + m_a - m_Y - m_b)c^2 \quad (\text{generalmente expresada en MeV})$$

Producción de energía nuclear

- La energía liberada por la reacción $X + a \rightarrow Y + b$ sera:

Si la reacción absorbe energía $Q < 0$ (endotérmica)

$$Q = (m_X + m_a - m_Y - m_b)c^2 \quad (\text{generalmente expresada en MeV})$$

Producción de energía nuclear

- La energía liberada por la reacción $X + a \rightarrow Y + b$ sera:

$$Q = (m_X + m_a - m_Y - m_b)c^2 \quad (\text{generalmente expresada en MeV})$$

Si la reacción absorbe energía $Q < 0$ (endotérmica)

Si la reacción libera energía $Q > 0$ (exotérmica)

Producción de energía nuclear

- La energía liberada por la reacción $X + a \rightarrow Y + b$ sera:

$$Q = (m_X + m_a - m_Y - m_b)c^2 \quad (\text{generalmente expresada en MeV})$$

Si la reacción absorbe energía $Q < 0$ (endotérmica)

Si la reacción libera energía $Q > 0$ (exotérmica)

- En la práctica se usan las masas atómicas y no las nucleares ya que el número de electrones se conserva (aunque los núcleos están completamente ionizados en las condiciones donde se dan las reacciones).

Producción de energía nuclear

- La energía liberada por la reacción $X + a \rightarrow Y + b$ sera:

$$Q = (m_X + m_a - m_Y - m_b)c^2 \quad (\text{generalmente expresada en MeV})$$

Si la reacción absorbe energía $Q < 0$ (endotérmica)

Si la reacción libera energía $Q > 0$ (exotérmica)

- En la práctica se usan las masas atómicas y no las nucleares ya que el número de electrones se conserva (aunque los núcleos están completamente ionizados en las condiciones dónde se dan las reacciones).
- La energía de una reacción está relacionada con el deficit de masa de los núcleos de la siguiente manera:

$$\Delta M_i = (m_i - A_i m_H)c^2 \quad (\text{donde } m_H \text{ es la unidad de masa atómica: } 1/12 \text{ de la masa de } {}^{12}C)$$

Producción de energía nuclear

- La energía liberada por la reacción $X + a \rightarrow Y + b$ sera:

$$Q = (m_X + m_a - m_Y - m_b)c^2 \quad (\text{generalmente expresada en MeV})$$

Si la reacción absorbe energía $Q < 0$ (endotérmica)

Si la reacción libera energía $Q > 0$ (exotérmica)

- En la práctica se usan las masas atómicas y no las nucleares ya que el número de electrones se conserva (aunque los núcleos están completamente ionizados en las condiciones donde se dan las reacciones).
- La energía de una reacción está relacionada con el deficit de masa de los núcleos de la siguiente manera:

$$\Delta M_i = (m_i - A_i m_H)c^2 \quad (\text{donde } m_H \text{ es la unidad de masa atómica: } 1/12 \text{ de la masa de } {}^{12}C)$$

- Como el número de nucleones se conserva, la energía liberada se puede reescribir:

$$Q = \Delta M_X + \Delta M_a - \Delta M_Y - \Delta M_b$$

Producción de energía nuclear

- La energía liberada por la reacción $X + a \rightarrow Y + b$ sera:

$$Q = (m_X + m_a - m_Y - m_b)c^2 \quad (\text{generalmente expresada en MeV})$$

Si la reacción absorbe energía $Q < 0$ (endotérmica)

Si la reacción libera energía $Q > 0$ (exotérmica)

- En la práctica se usan las masas atómicas y no las nucleares ya que el número de electrones se conserva (aunque los núcleos están completamente ionizados en las condiciones donde se dan las reacciones).
- La energía de una reacción está relacionada con el deficit de masa de los núcleos de la siguiente manera:

$$\Delta M_i = (m_i - A_i m_H)c^2 \quad (\text{donde } m_H \text{ es la unidad de masa atómica: } 1/12 \text{ de la masa de } {}^{12}C)$$

- Como el número de nucleones se conserva, la energía liberada se puede reescribir:

$$Q = \Delta M_X + \Delta M_a - \Delta M_Y - \Delta M_b$$

$$Q = (m_X + m_a - m_Y - m_b)c^2$$

Producción de energía nuclear

- La energía liberada por la reacción $X + a \rightarrow Y + b$ sera:

$$Q = (m_X + m_a - m_Y - m_b)c^2 \quad (\text{generalmente expresada en MeV})$$

Si la reacción absorbe energía $Q < 0$ (endotérmica)

Si la reacción libera energía $Q > 0$ (exotérmica)

- En la práctica se usan las masas atómicas y no las nucleares ya que el número de electrones se conserva (aunque los núcleos están completamente ionizados en las condiciones donde se dan las reacciones).
- La energía de una reacción está relacionada con el deficit de masa de los núcleos de la siguiente manera:

$$\Delta M_i = (m_i - A_i m_H)c^2 \quad (\text{donde } m_H \text{ es la unidad de masa atómica: } 1/12 \text{ de la masa de } {}^{12}C)$$

- Como el número de nucleones se conserva, la energía liberada se puede reescribir:

$$Q = \Delta M_X + \Delta M_a - \Delta M_Y - \Delta M_b$$

$$Q = (m_X + m_a - m_Y - m_b)c^2$$

“deficit de masa” de la reacción

Producción de energía nuclear

- La energía liberada por la reacción $X + a \rightarrow Y + b$ sera:

$$Q = (m_X + m_a - m_Y - m_b)c^2 \quad (\text{generalmente expresada en MeV})$$

Si la reacción absorbe energía $Q < 0$ (endotérmica)

Si la reacción libera energía $Q > 0$ (exotérmica)

- En la práctica se usan las masas atómicas y no las nucleares ya que el número de electrones se conserva (aunque los núcleos están completamente ionizados en las condiciones donde se dan las reacciones).
- La energía de una reacción está relacionada con el deficit de masa de los núcleos de la siguiente manera:

$$\Delta M_i = (m_i - A_i m_H)c^2 \quad (\text{donde } m_H \text{ es la unidad de masa atómica: } 1/12 \text{ de la masa de } {}^{12}C)$$

- Como el número de nucleones se conserva, la energía liberada se puede reescribir:

$$Q = \Delta M_X + \Delta M_a - \Delta M_Y - \Delta M_b$$

$$Q = (m_X + m_a - m_Y - m_b)c^2$$

$$\Delta m/m = (m_X + m_a - m_Y - m_b)/(m_X + m_a)$$

(fracción de deficit de masa)

“deficit de masa” de la reacción

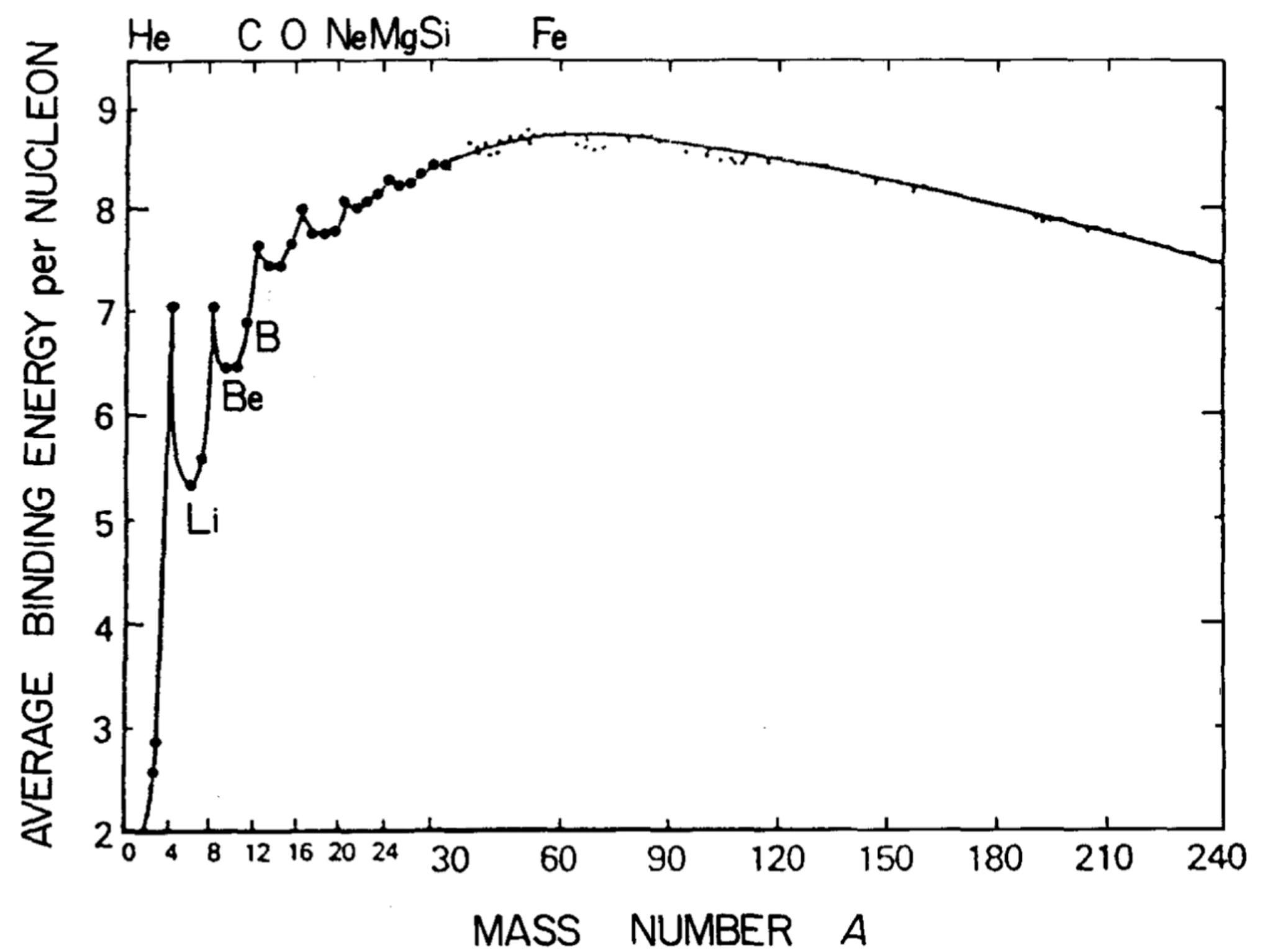


Figure 8.1. Average binding energy in MeV per nucleon (proton or neutron) as a function of atomic mass number. (Reproduced with permission from Rolfs & Rodney 1988. University of Chicago Press © 1988.)

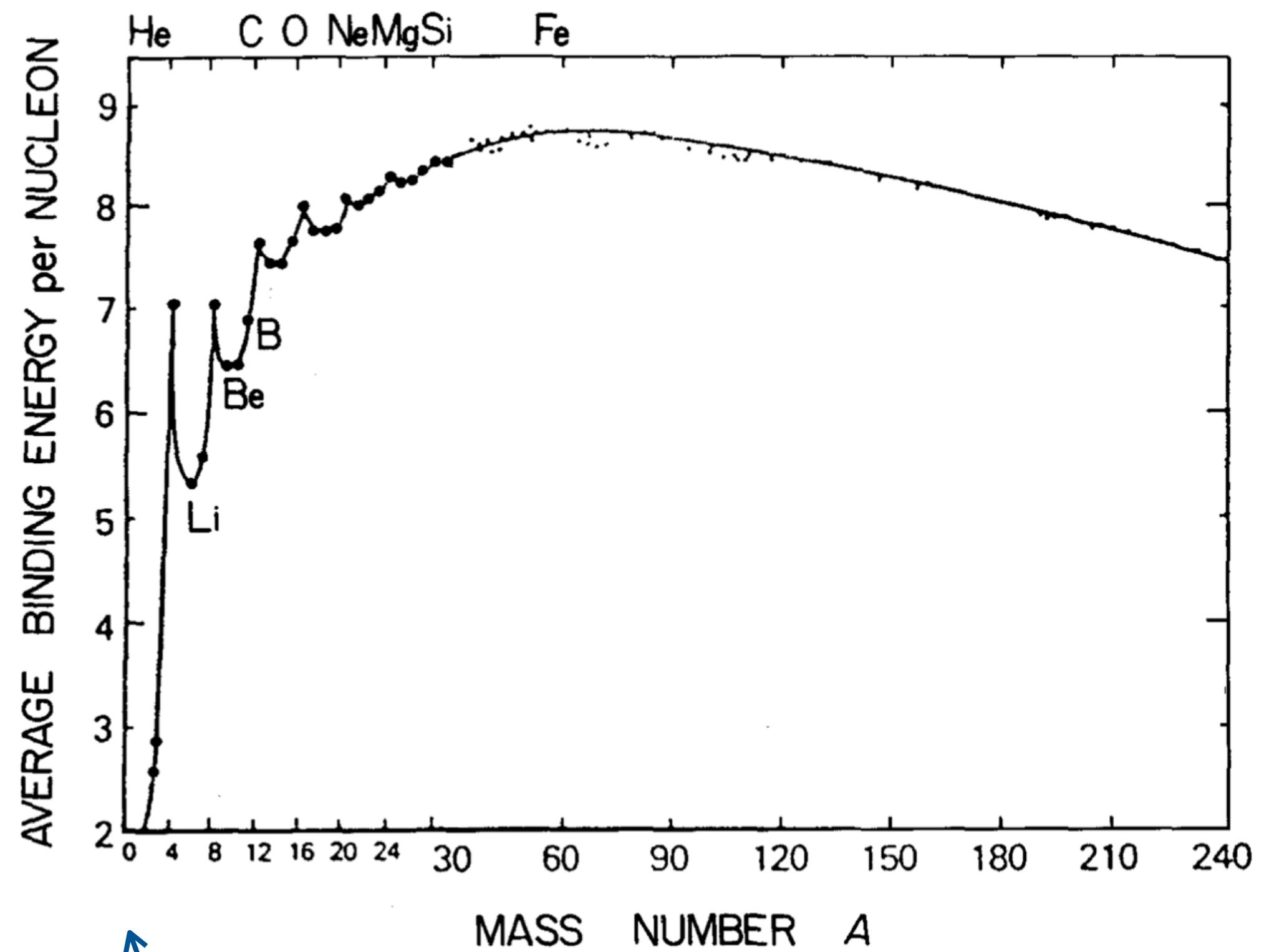


Figure 8.1. Average binding energy in MeV per nucleon (proton or neutron) as a function of atomic mass number. (Reproduced with permission from Rolfs & Rodney 1988. University of Chicago Press © 1988.)

0 MeV H (p)

$\sim 7 \text{ MeV}^4\text{He} (2p, 2n)$

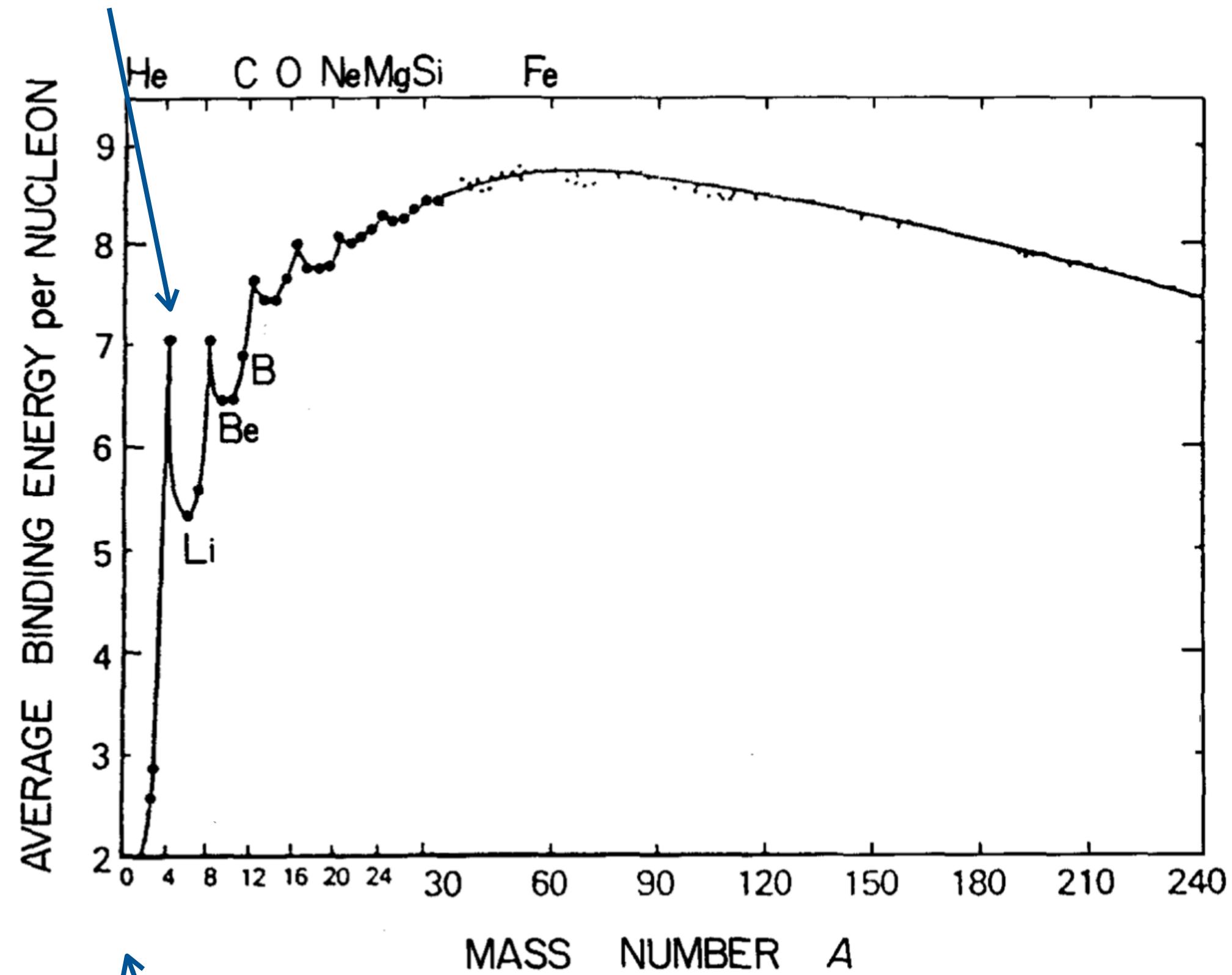


Figure 8.1. Average binding energy in MeV per nucleon (proton or neutron) as a function of atomic mass number. (Reproduced with permission from Rolfs & Rodney 1988. University of Chicago Press © 1988.)

0 MeV H (p)

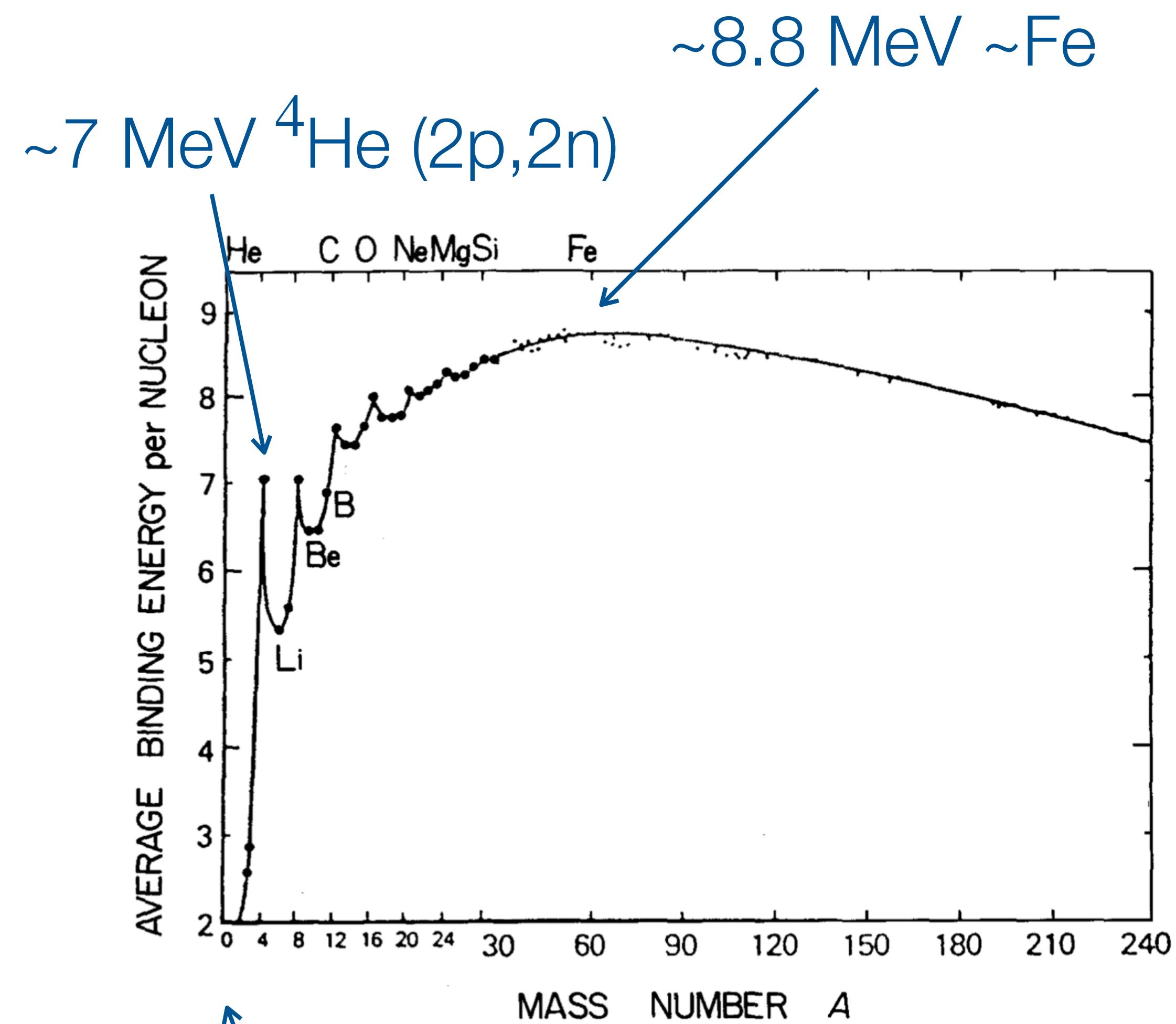
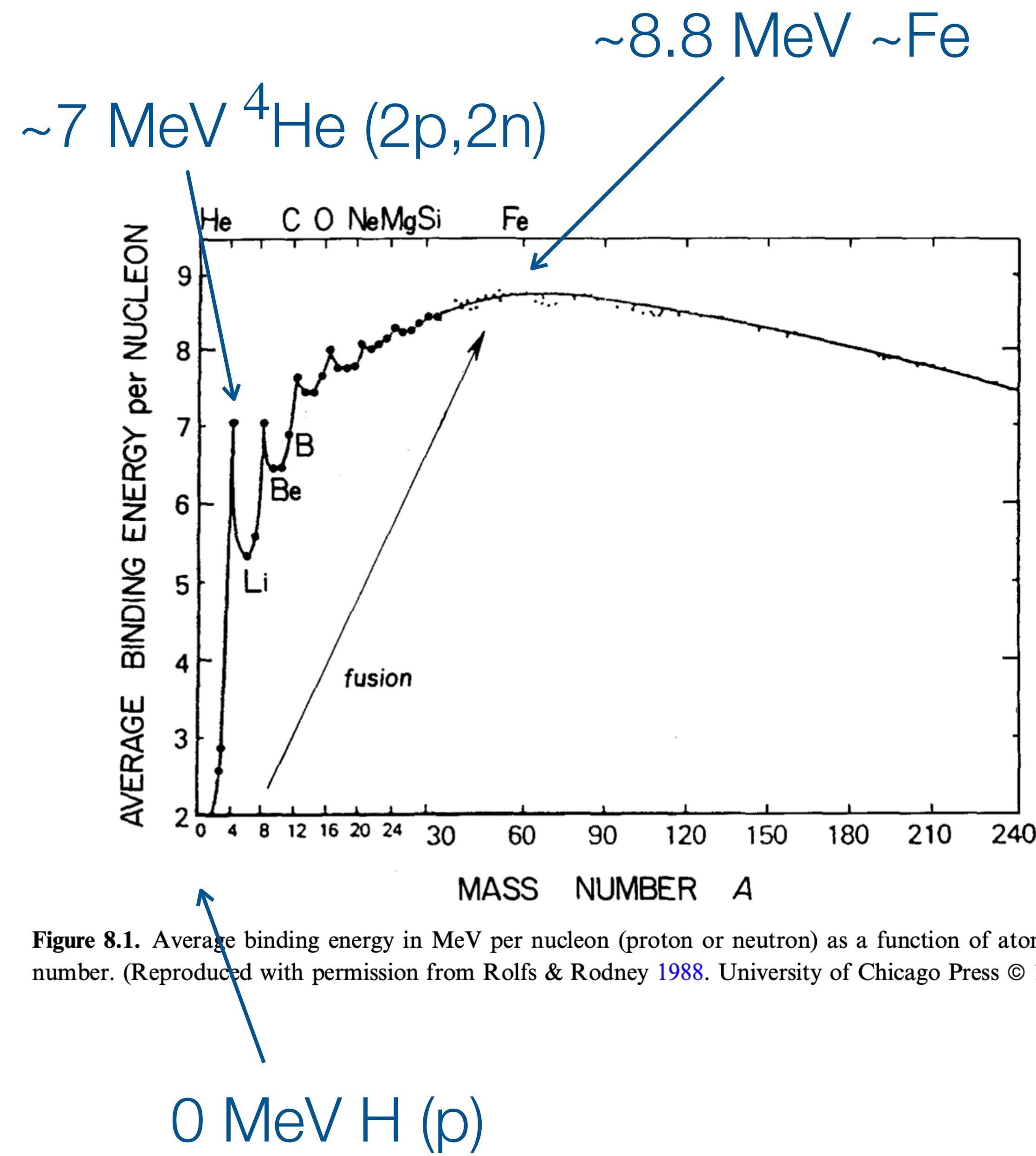


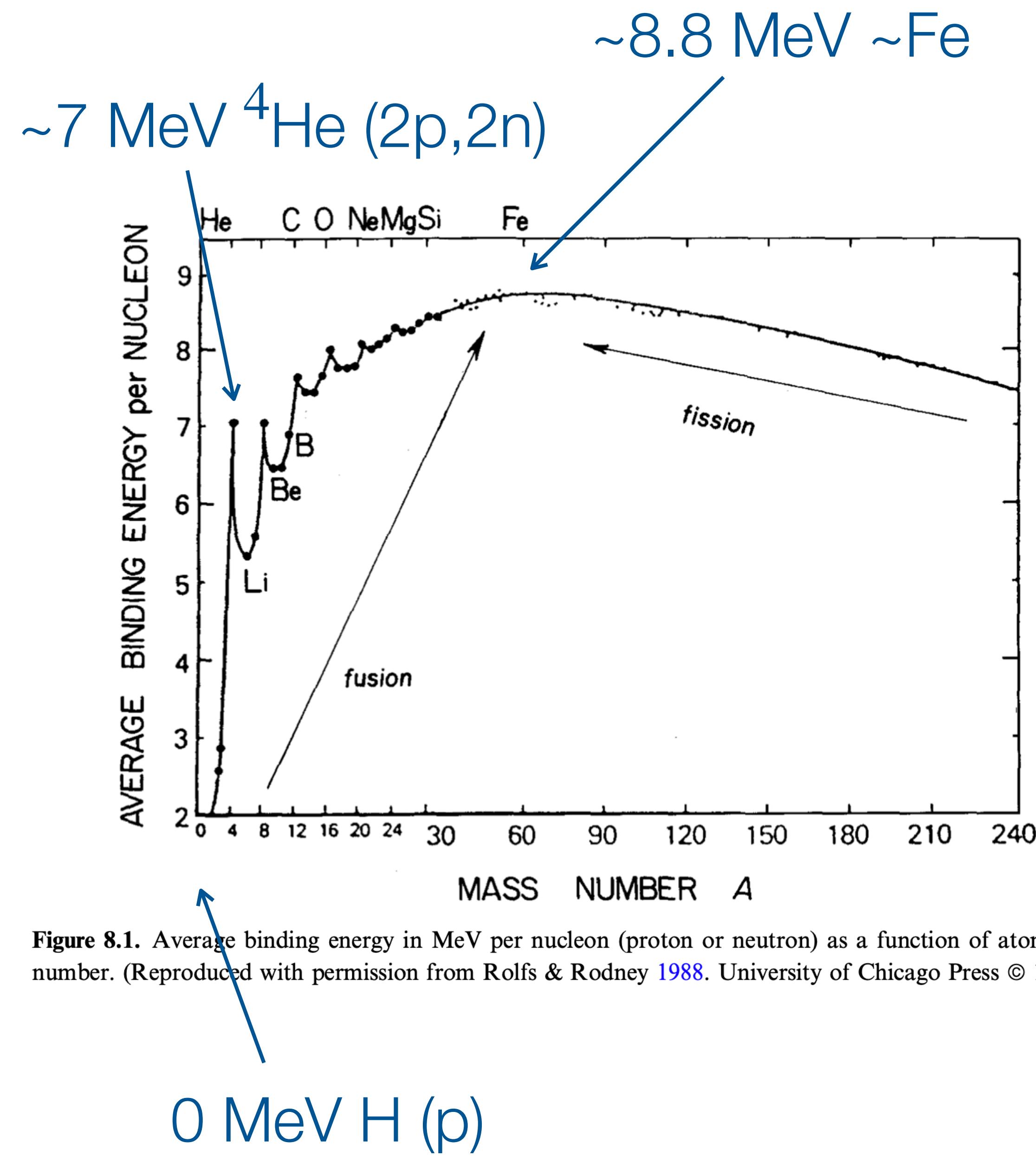
Figure 8.1. Average binding energy in MeV per nucleon (proton or neutron) as a function of atomic mass number. (Reproduced with permission from Rolfs & Rodney 1988. University of Chicago Press © 1988.)

0 MeV H (p)



Parte creciente: La fusión **produce** energía

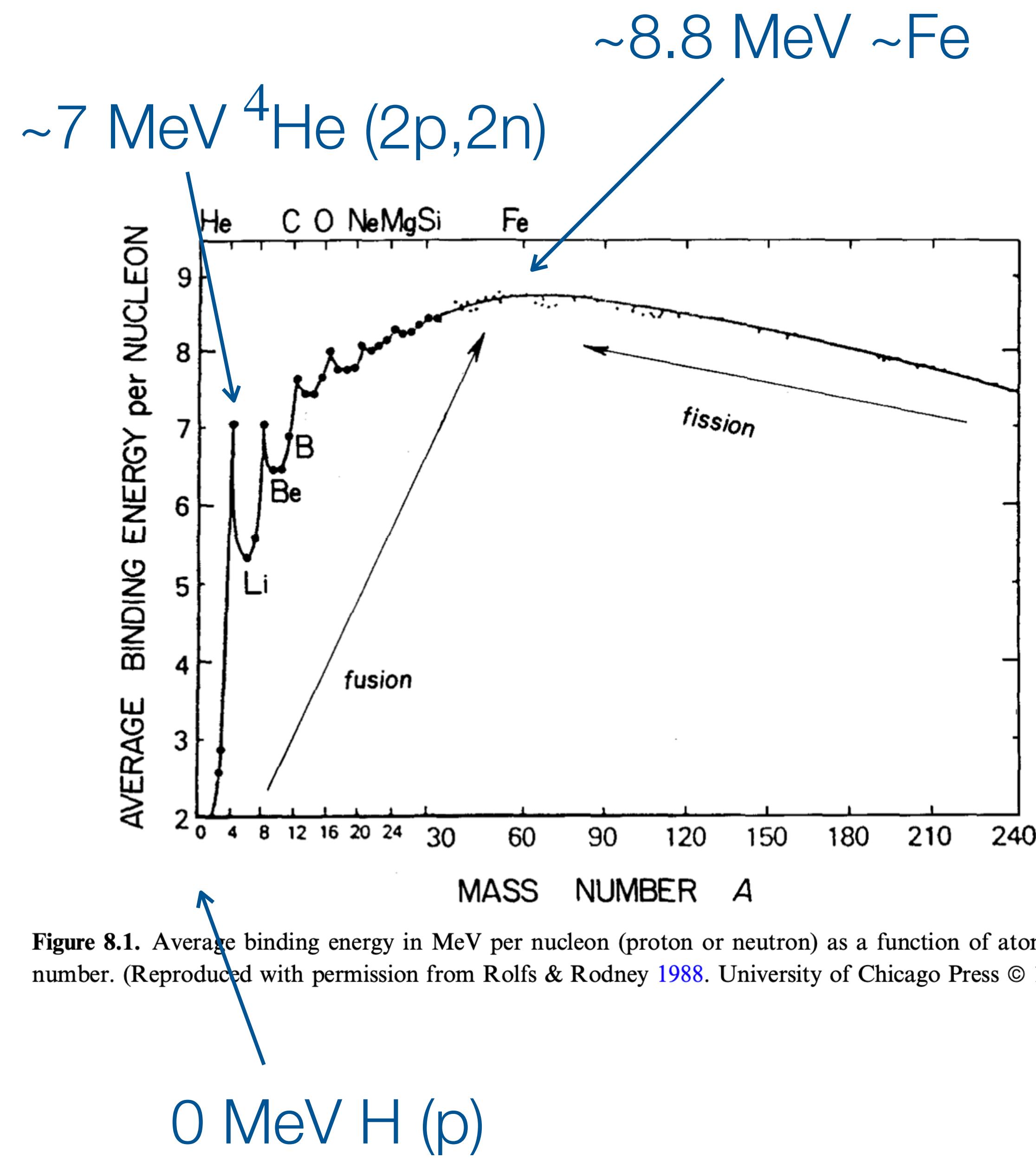
Figure 8.1. Average binding energy in MeV per nucleon (proton or neutron) as a function of atomic mass number. (Reproduced with permission from Rolfs & Rodney 1988. University of Chicago Press © 1988.)



Parte creciente: La fusión **produce** energía

Parte decreciente: La fusión **requiere** energía
(fisión produce energía)

Figure 8.1. Average binding energy in MeV per nucleon (proton or neutron) as a function of atomic mass number. (Reproduced with permission from Rolfs & Rodney 1988. University of Chicago Press © 1988.)



Parte creciente: La fusión **produce** energía

Parte decreciente: La fusión **requiere** energía
(fisión produce energía)

En la transformación de H a Fe se va a liberar en total $\sim 8.8 \text{ MeV}$ por nucleón
(7 MeV solo en el 1er paso $H \rightarrow He!!!$)

Figure 8.1. Average binding energy in MeV per nucleon (proton or neutron) as a function of atomic mass number. (Reproduced with permission from Rolfs & Rodney 1988. University of Chicago Press © 1988.)

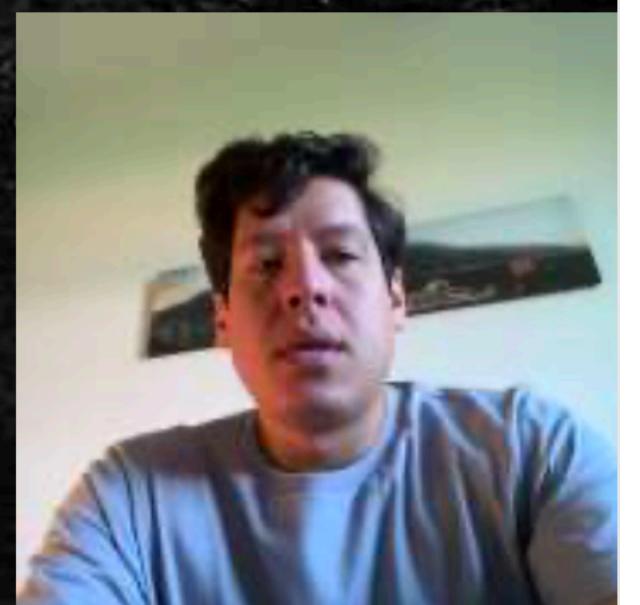
Tasa de reacciones termonucleares

Tasa $R_{IJ \rightarrow X} = \sigma_{IJ \rightarrow X} \times V_{IJ}$ ~ Velocidad relativa
 y sección eficaz $V_{IJ} = |\vec{V}_I - \vec{V}_J|$



$$\text{Flujo} = n_I V_{IJ}$$

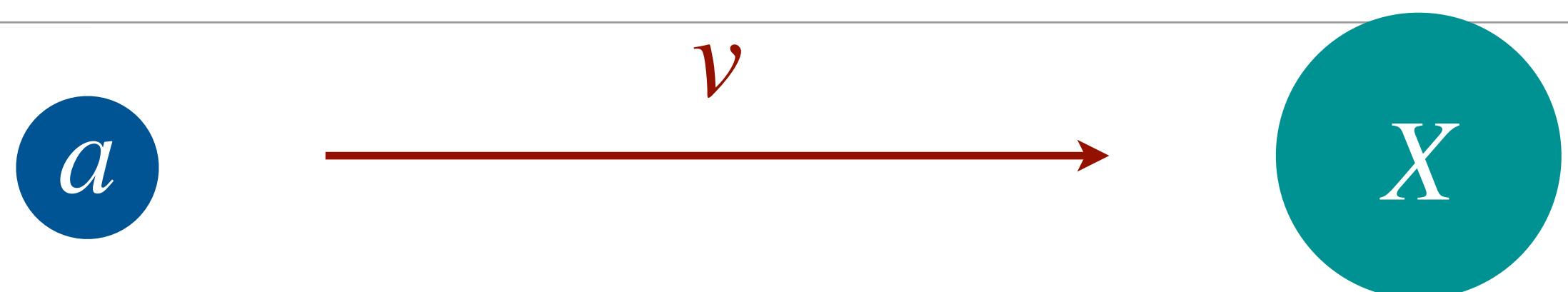
$$\text{Probabilidad} = n_I V_{IJ} \times n_J \times \Delta V \times \Delta t \times \sigma_{IJ \rightarrow X}$$



Tasa de reacciones termonucleares

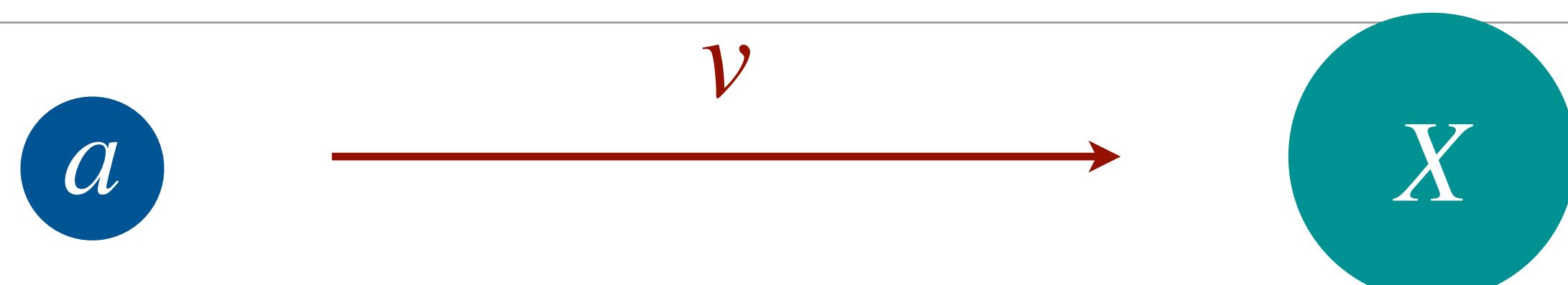
Tasa de reacciones termonucleares

Para una reacción $X(a, b)Y$



Tasa de reacciones termonucleares

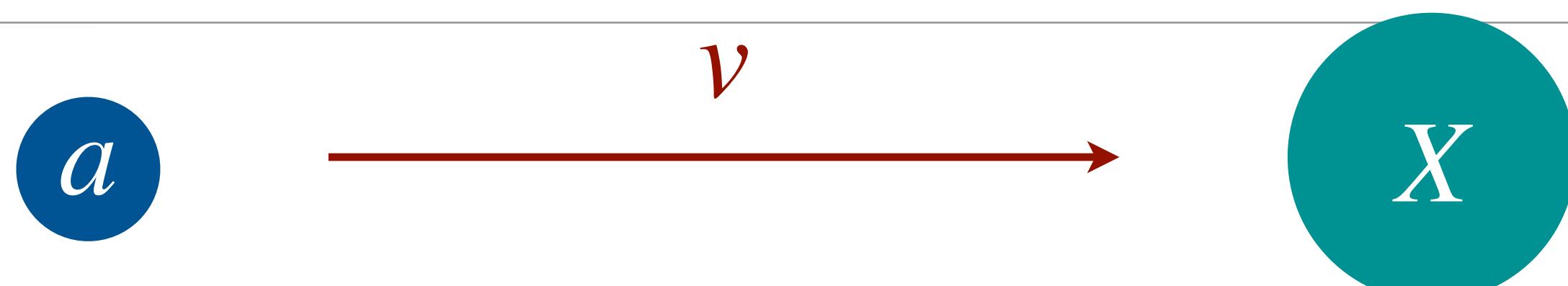
Para una reacción $X(a, b)Y$



La tasa de reacción depende de la sección eficaz (area de la partícula X para que interactúe con a)

Tasa de reacciones termonucleares

Para una reacción $X(a, b)Y$

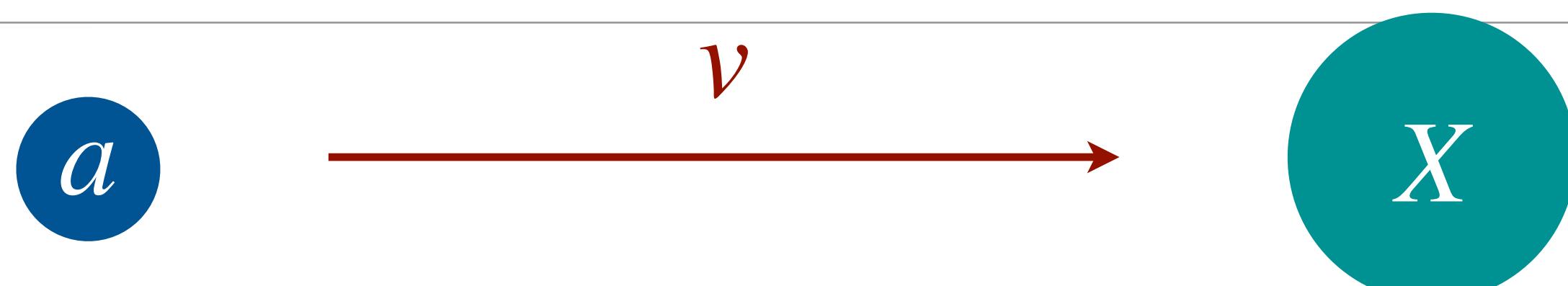


La tasa de reacción depende de la sección eficaz (area de la partícula X para que interactúe con a)

$$\sigma = \frac{\text{# reacciones } X(a, b)Y \text{ por segundo}}{\text{flujo de partículas } a}$$

Tasa de reacciones termonucleares

Para una reacción $X(a, b)Y$



La tasa de reacción depende de la sección eficaz (area de la partícula X para que interactúe con a)

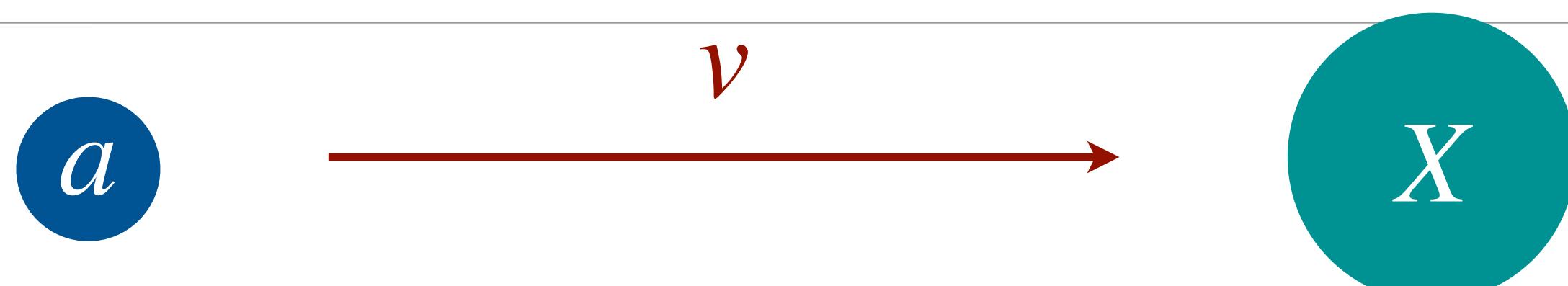
$$\sigma = \frac{\text{# reacciones } X(a, b)Y \text{ por segundo}}{\text{flujo de partículas } a}$$

reacciones por unidad de volumen y tiempo es: $r_{Xa} = n_X n_a v \sigma(v)$

n_X y n_a : son el # de partículas por unidad de vol.

Tasa de reacciones termonucleares

Para una reacción $X(a, b)Y$



La tasa de reacción depende de la sección eficaz (area de la partícula X para que interactúe con a)

$$\sigma = \frac{\text{# reacciones } X(a, b)Y \text{ por segundo}}{\text{flujo de partículas } a}$$

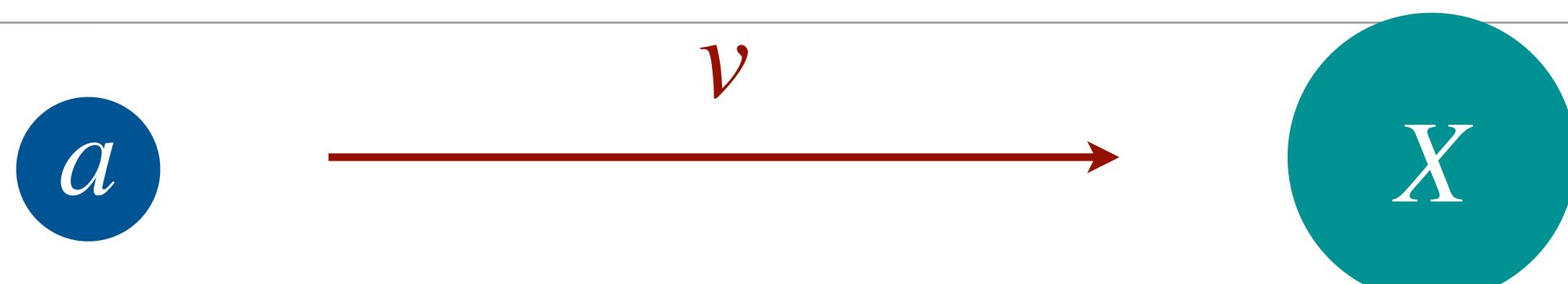
reacciones por unidad de volumen y tiempo es: $r_{Xa} = n_X n_a v \sigma(v)$

n_X y n_a : son el # de partículas por unidad de vol.

Si $a = X$ el # de partículess que interactúan es $\frac{1}{2}n(n - 1) \approx \frac{1}{2}n^2$ (para n grandes).

Tasa de reacciones termonucleares

Para una reacción $X(a, b)Y$



La tasa de reacción depende de la sección eficaz (area de la partícula X para que interactúe con a)

$$\sigma = \frac{\text{# reacciones } X(a, b)Y \text{ por segundo}}{\text{flujo de partículas } a}$$

reacciones por unidad de volumen y tiempo es: $r_{Xa} = n_X n_a v \sigma(v)$

n_X y n_a : son el # de partículas por unidad de vol.

Si $a = X$ el # de partícuas que interactúan es $\frac{1}{2}n(n - 1) \approx \frac{1}{2}n^2$ (para n grandes).

Entonces de manera general $r_{Xa} = \frac{1}{1 + \delta_{Xa}} n_X n_a v \sigma(v)$

Tasa de reacciones termonucleares

Tasa de reacciones termonucleares

Las partículas en un gas tienen una distribución de velocidades relativas $N(v)$, entonces, la tasa de reacción se debe integrar en este rango:

$$r_{Xa} = \frac{1}{1 + \delta_{Xa}} n_X n_a \int_0^\infty N(v) v \sigma(v) dv \text{ ó alternativamente, } r_{Xa} = \frac{1}{1 + \delta_{Xa}} n_X n_a \langle \sigma v \rangle$$

Tasa de reacciones termonucleares

Las partículas en un gas tienen una distribución de velocidades relativas $N(v)$, entonces, la tasa de reacción se debe integrar en este rango:

$$r_{Xa} = \frac{1}{1 + \delta_{Xa}} n_X n_a \int_0^\infty N(v) v \sigma(v) dv \text{ ó alternativamente, } r_{Xa} = \frac{1}{1 + \delta_{Xa}} n_X n_a \langle \sigma v \rangle$$

donde $\langle \sigma v \rangle$ se conoce como el coeficiente de reacción

Tasa de reacciones termonucleares

Las partículas en un gas tienen una distribución de velocidades relativas $N(v)$, entonces, la tasa de reacción se debe integrar en este rango:

$$r_{Xa} = \frac{1}{1 + \delta_{Xa}} n_X n_a \int_0^\infty N(v) v \sigma(v) dv \text{ ó alternativamente, } r_{Xa} = \frac{1}{1 + \delta_{Xa}} n_X n_a \langle \sigma v \rangle$$

donde $\langle \sigma v \rangle$ se conoce como el coeficiente de reacción

Para un gas ideal en LTE, $N(v)$ sigue la distribución de Maxwell-Bolzmann:

$$N(v) = 4\pi v^2 \left(\frac{m}{2\pi k_B T} \right)^{3/2} \exp\left(-\frac{mv^2}{2k_B T}\right) \quad \text{donde } m = \frac{m_X m_a}{m_X + m_a}$$

Tasa de reacciones termonucleares

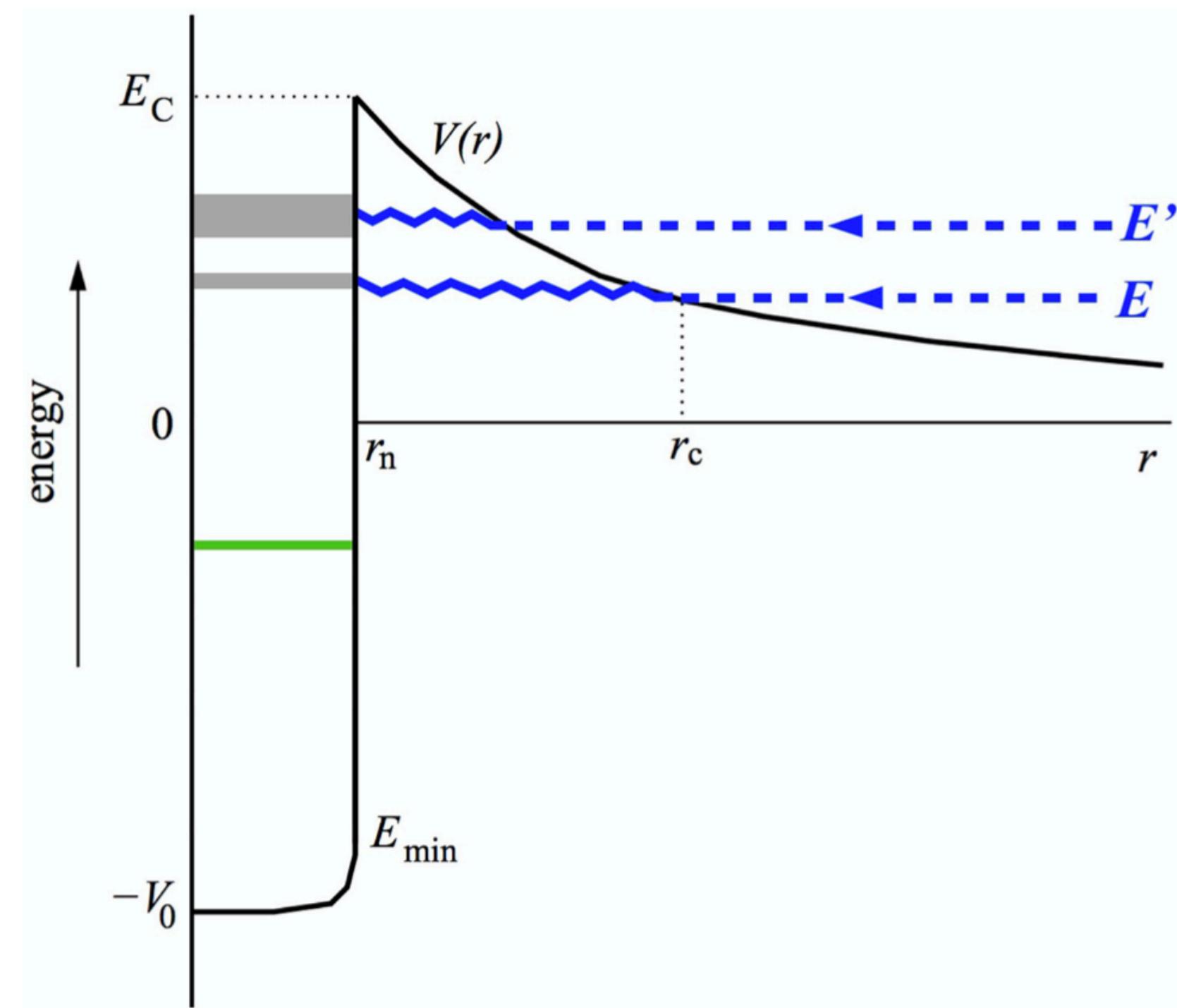
Sustituyendo $E = mv^2/2$ podemos reescribir el coeficiente de reacción cómo:

$$\langle \sigma v \rangle = \left(\frac{8}{\pi m} \right)^{1/2} (k_b T)^{-3/2} \int_0^\infty \sigma(E) E \exp \left(-\frac{E}{k_B T} \right) dE$$

el coeficiente de reacción solo depende de la temperatura

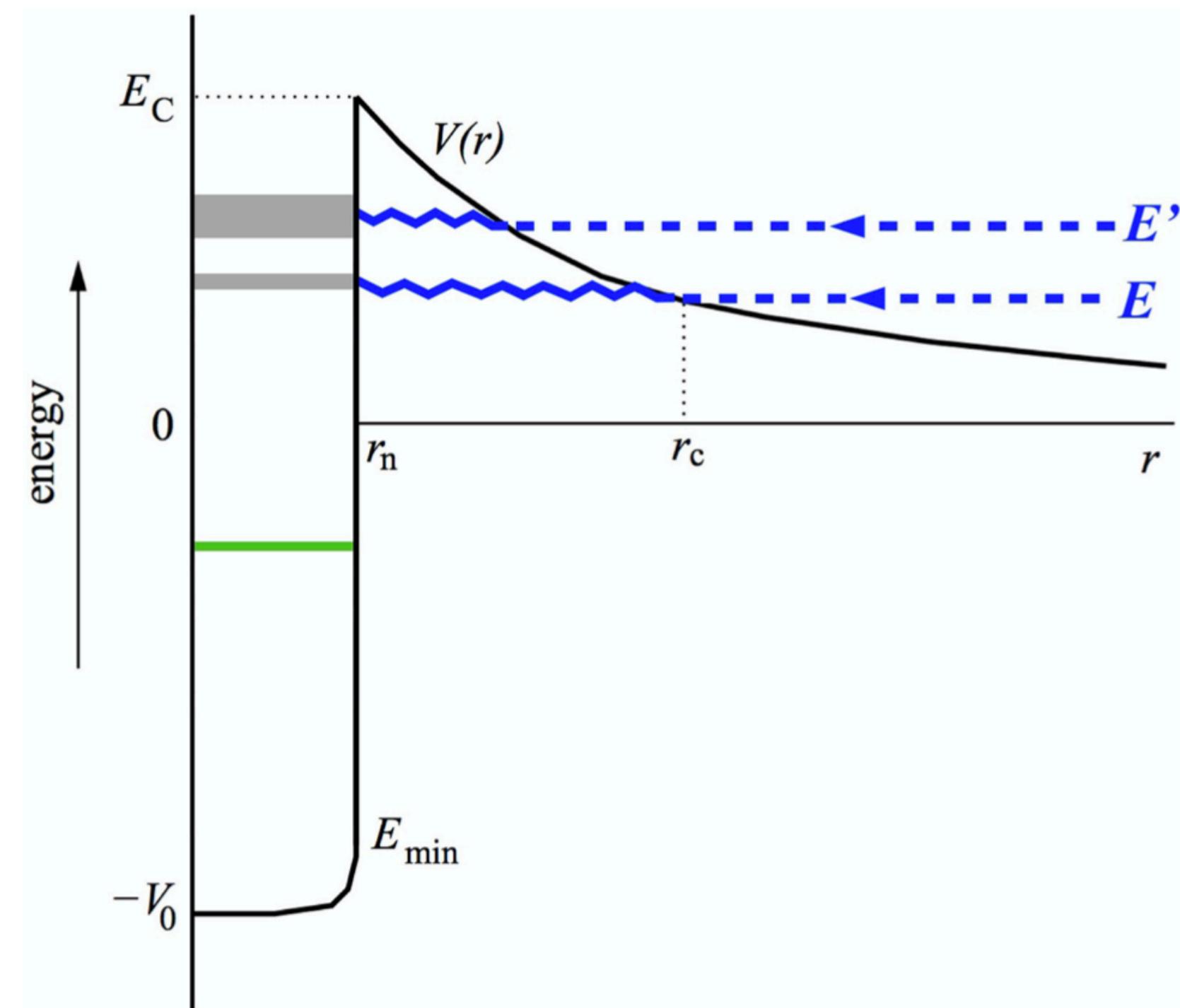
Para poder calcular $\langle \sigma v \rangle$ necesitamos saber cómo $\sigma(E)$ depende de T .

Tasa de reacciones termonucleares



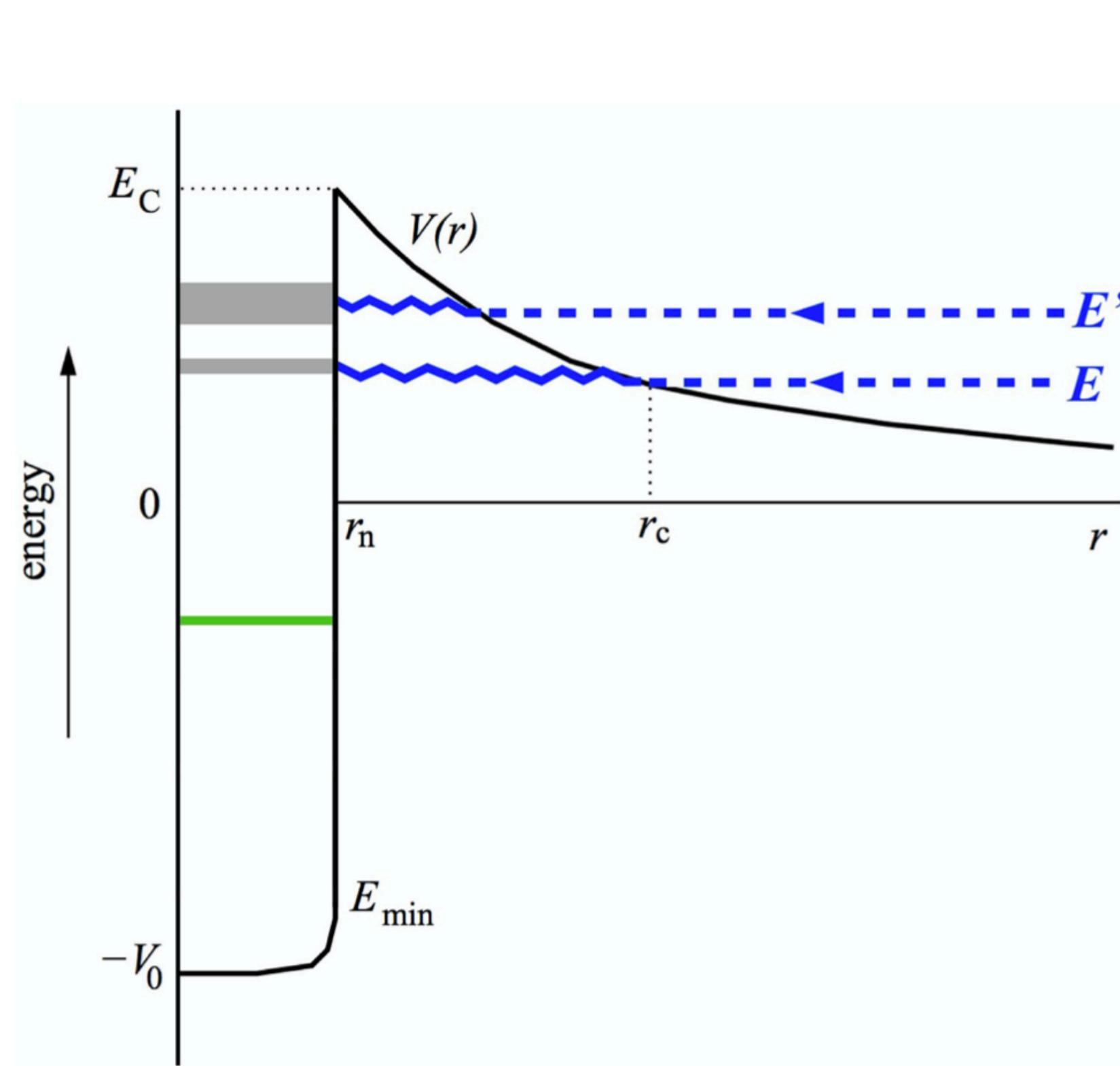
Tasa de reacciones termonucleares

Los núcleos se repelen $F = k_e |q_1 q_2| / r^2$



Tasa de reacciones termonucleares

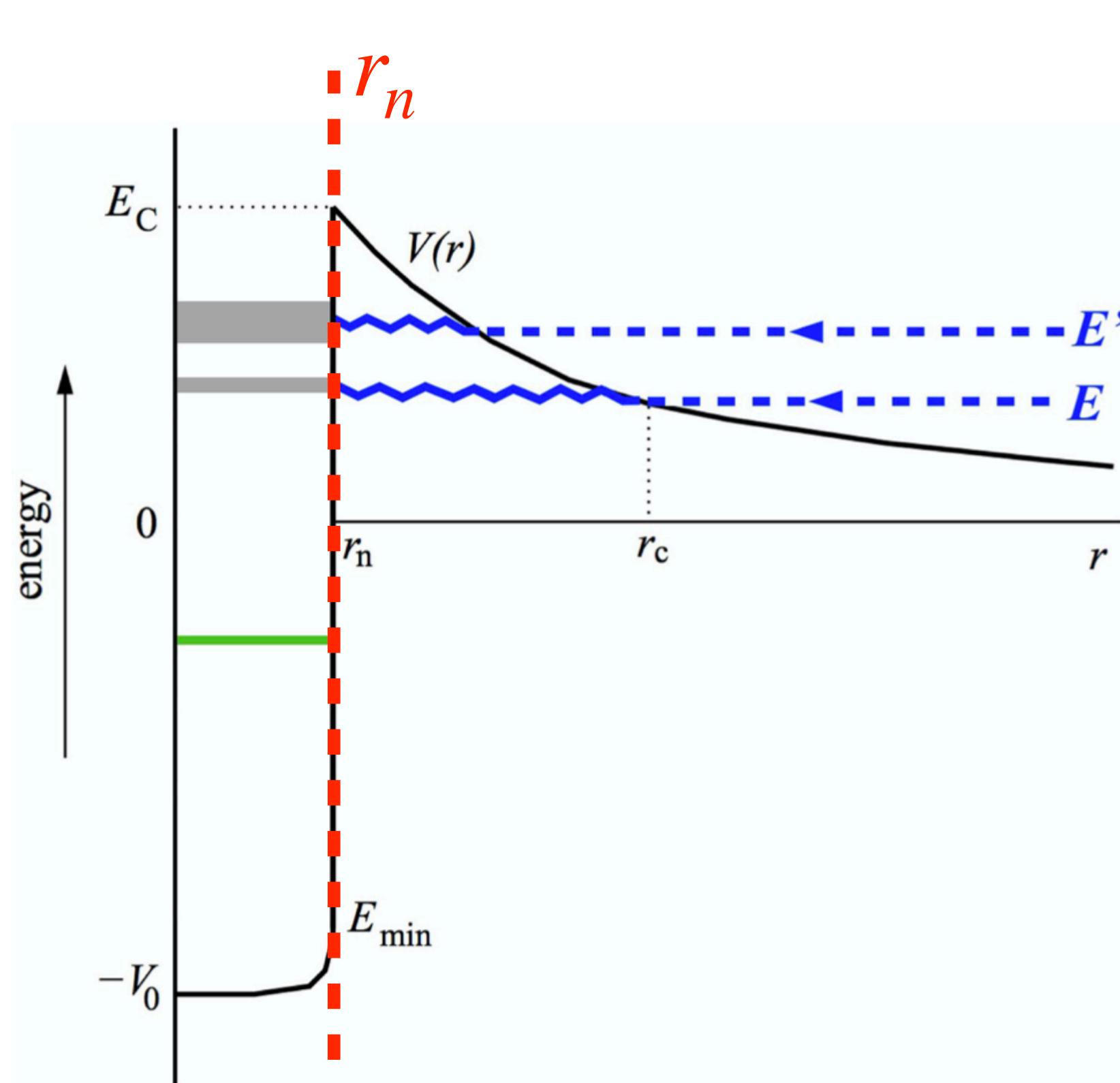
Los núcleos se repelen $F = k_e |q_1 q_2| / r^2$



$$V(r) = \frac{Z_1 Z_2 e^2}{r} \quad (\text{potencial de Coulomb})$$

Tasa de reacciones termonucleares

Los núcleos se repelen $F = k_e |q_1 q_2| / r^2$



$$r_n \approx 1.44A^{1/3} \text{ fm}$$

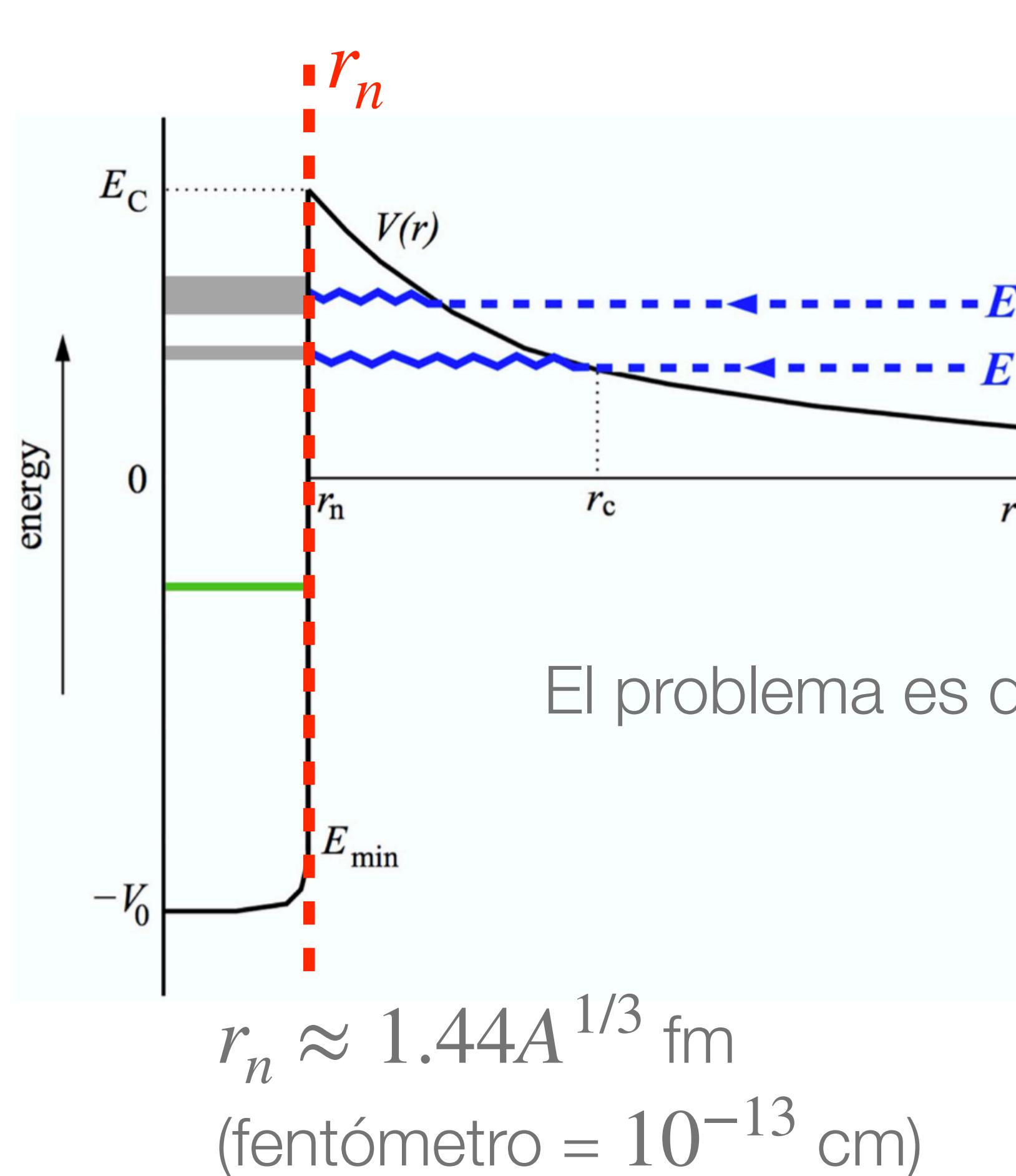
(fentómetro = 10^{-13} cm)

$$V(r) = \frac{Z_1 Z_2 e^2}{r} \quad (\text{potencial de Coulomb})$$

$E_C = V(r_n)$ donde r_n es el “radio del núcleo”

Tasa de reacciones termonucleares

Los núcleos se repelen $F = k_e |q_1 q_2| / r^2$



$$V(r) = \frac{Z_1 Z_2 e^2}{r} \quad (\text{potencial de Coulomb})$$

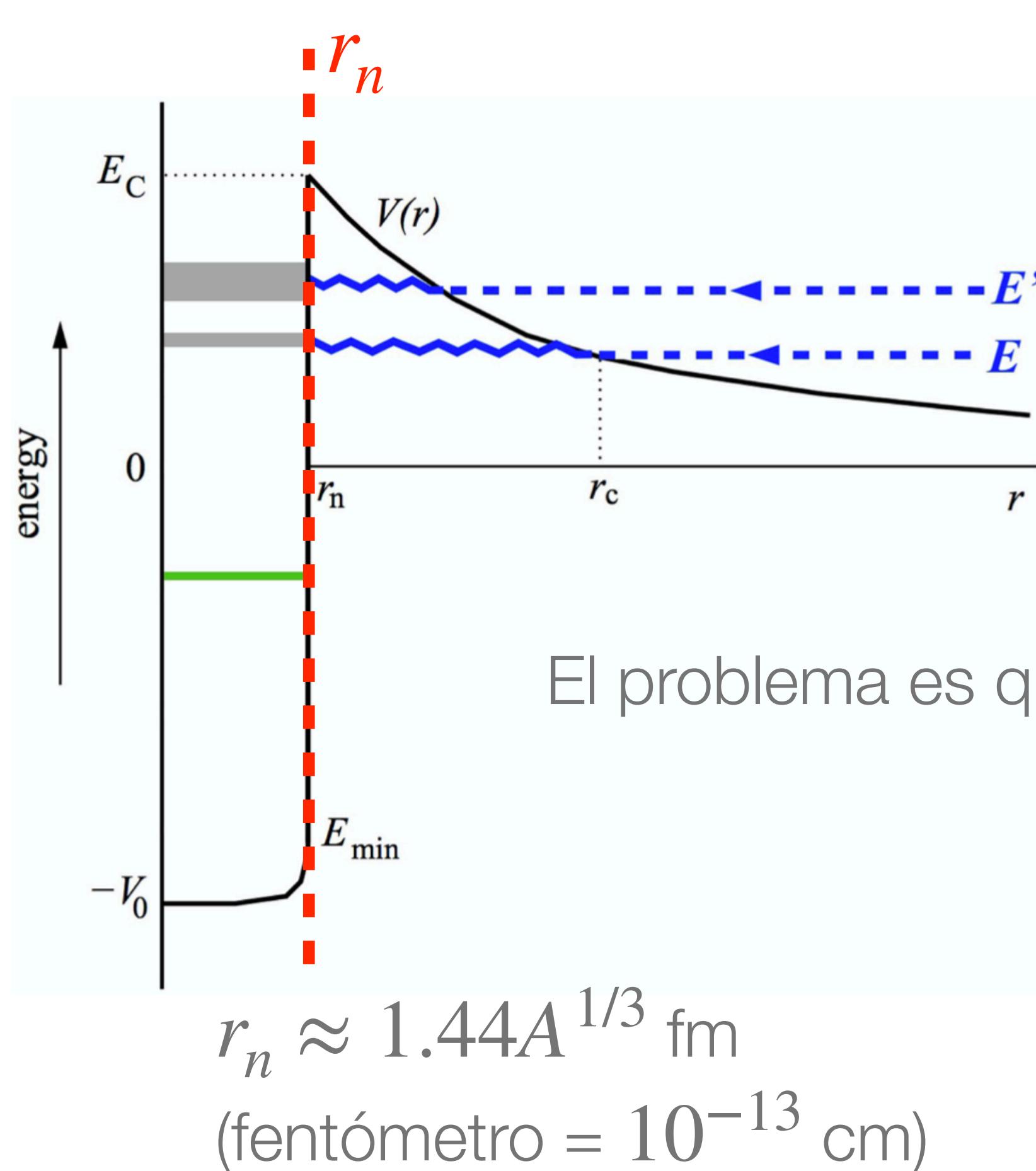
$E_C = V(r_n)$ donde r_n es el “radio del n\'ucleo”

El problema es que $N(E)$ es muy pequeño para temperaturas típicas $T \sim 10^7 \text{ K}$...

$$N(E) \sim \exp\left(-\frac{\sim \text{MeV}}{\sim 1.3 \text{ keV}}\right) \sim \exp(-10^3)!!!$$

Tasa de reacciones termonucleares

Los núcleos se repelen $F = k_e |q_1 q_2| / r^2$



$$V(r) = \frac{Z_1 Z_2 e^2}{r} \text{ (potencial de Coulomb)}$$

$E_C = V(r_n)$ donde r_n es el “radio del n\'ucleo”

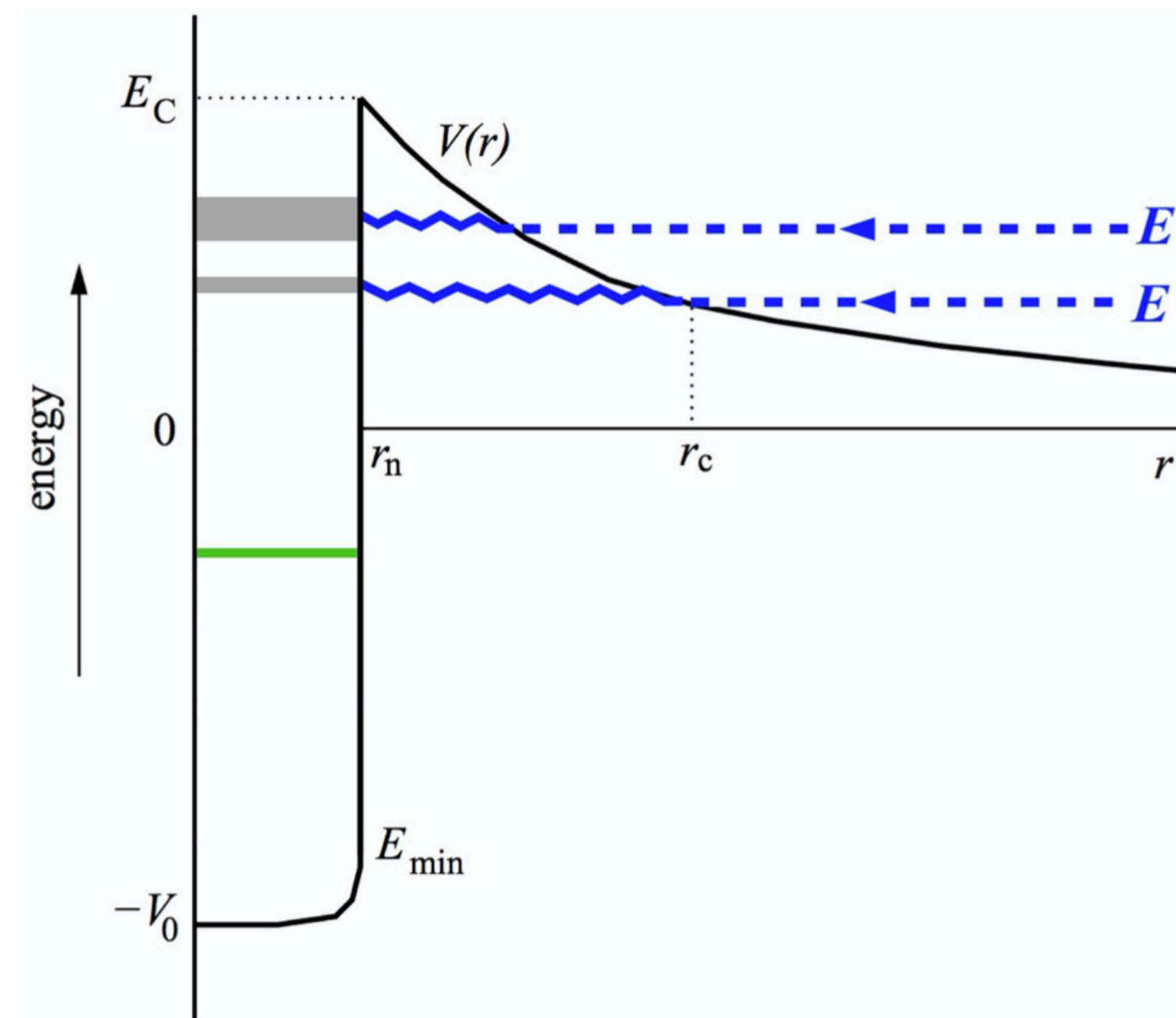
El problema es que $N(E)$ es muy pequeño para temperaturas típicas $T \sim 10^7 \text{ K}$...

$$N(E) \sim \exp\left(-\frac{\sim \text{MeV}}{\sim 1.3 \text{ keV}}\right) \sim \exp(-10^3)!!!$$

¿¿¿Solución??? El efecto túnel

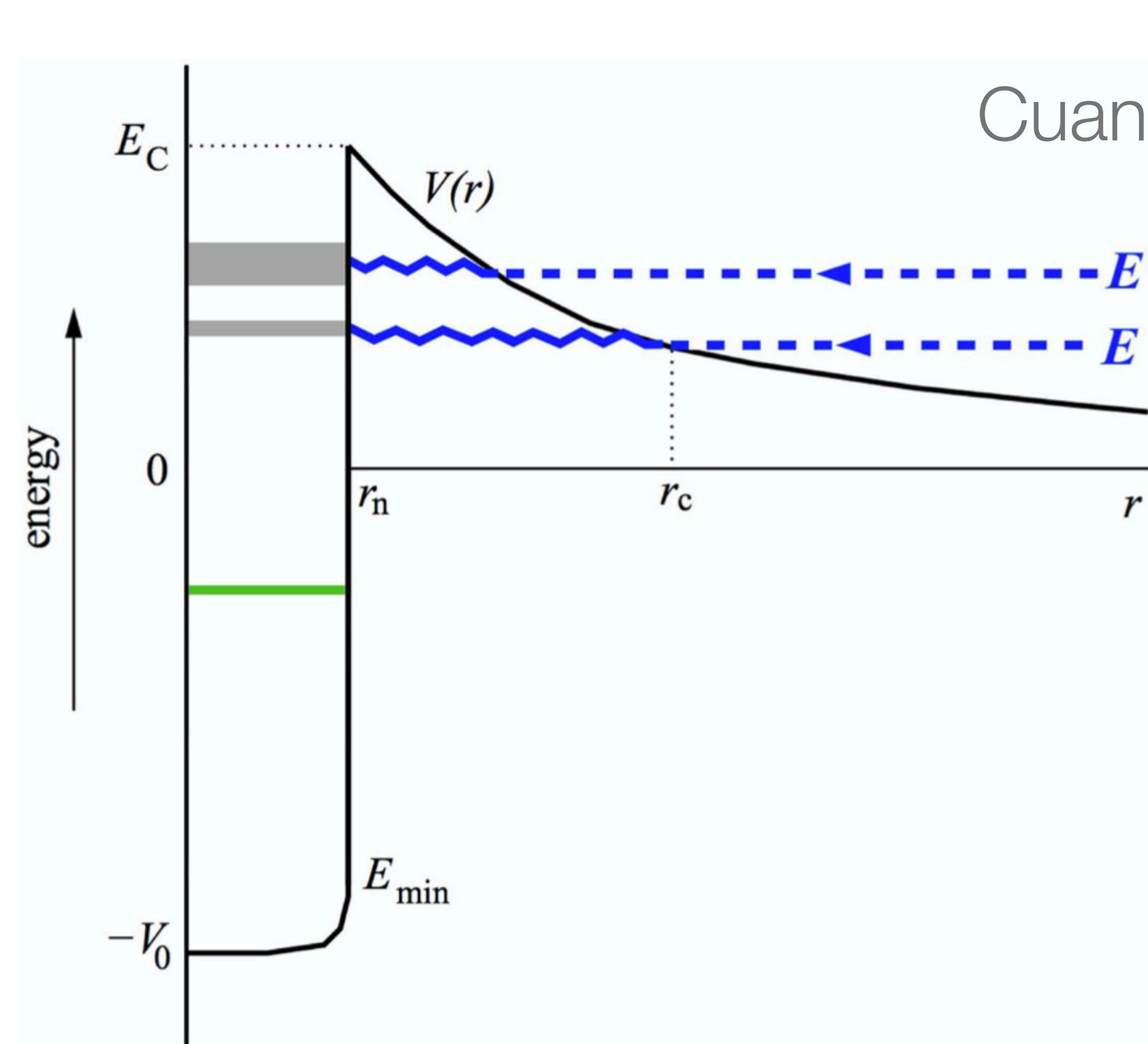
Tasa de reacciones termonucleares

Para $T \sim 10^7$ K, $N(E) \sim \exp(-10^3)$. Para lograr fusión las partículas deben atravesar el potencial de Coulomb mediante el efecto túnel.



Tasa de reacciones termonucleares

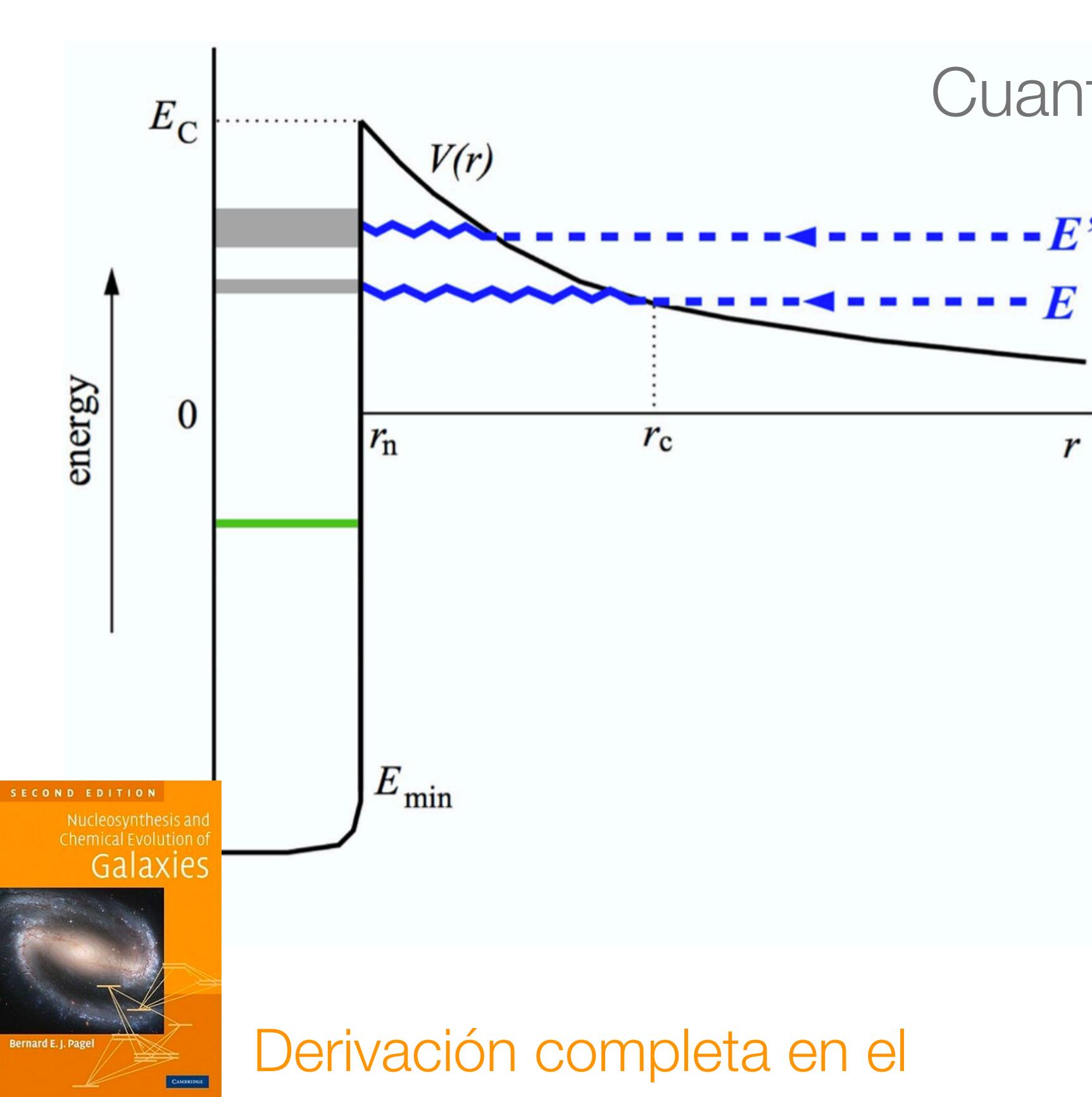
Para $T \sim 10^7$ K, $N(E) \sim \exp(-10^3)$. Para lograr fusión las partículas deben atravesar el potencial de Coulomb mediante el efecto túnel.



Cuanticamente, las partículas se ‘ven’ a distancia $\lambda = \frac{\hbar}{p} = \frac{\hbar}{(2mE)^{1/2}}$

Tasa de reacciones termonucleares

Para $T \sim 10^7$ K, $N(E) \sim \exp(-10^3)$. Para lograr fusión las partículas deben atravesar el potencial de Coulomb mediante el efecto túnel.

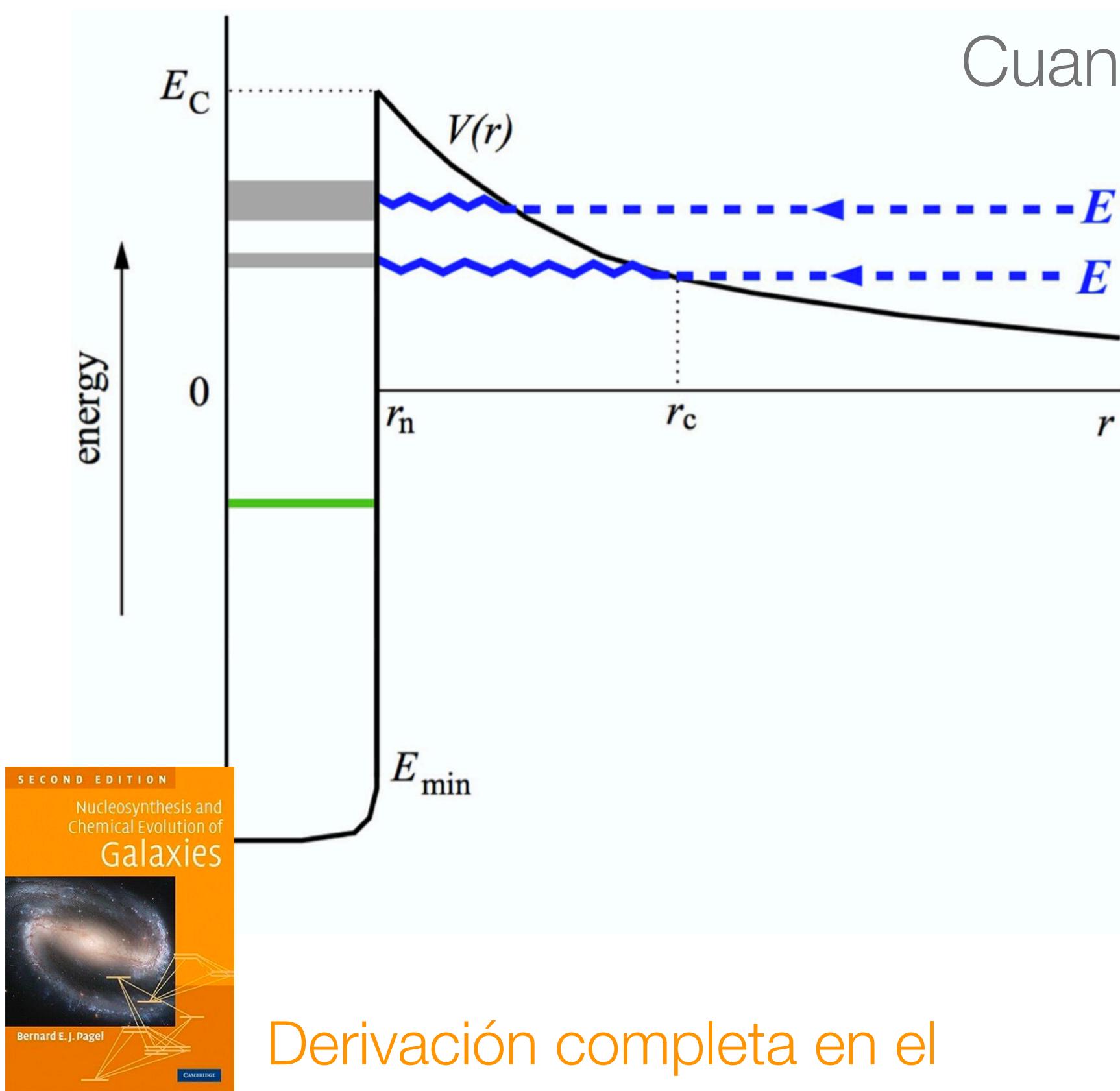


Cuanticamente, las partículas se ‘ven’ a distancia $\lambda = \frac{\hbar}{p} = \frac{\hbar}{(2mE)^{1/2}}$
la probabilidad de que un proyectil penetre la barrera de Coulomb, es $P(E) = P_0 \exp(-bE^{-1/2})$

Derivación completa en el capítulo 2 de Pagel 2009

Tasa de reacciones termonucleares

Para $T \sim 10^7$ K, $N(E) \sim \exp(-10^3)$. Para lograr fusión las partículas deben atravesar el potencial de Coulomb mediante el efecto túnel.



Cuanticamente, las partículas se ‘ven’ a distancia $\lambda = \frac{\hbar}{p} = \frac{\hbar}{(2mE)^{1/2}}$

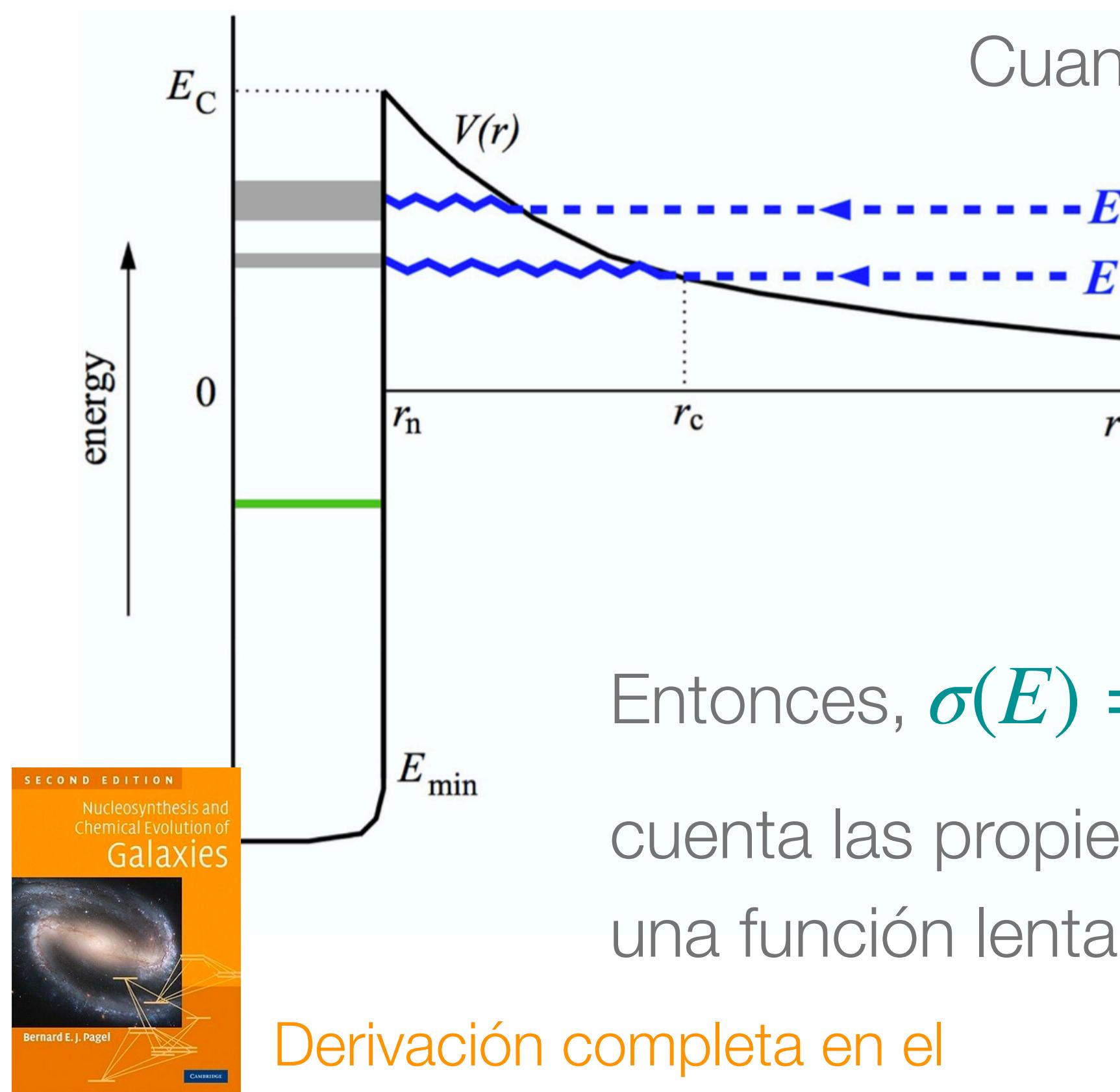
la probabilidad de que un proyectil penetre la barrera de Coulomb, es $P(E) = P_0 \exp(-bE^{-1/2})$

$$\text{donde } b = \pi(2m)^{1/2}Z_1Z_2e^2/\hbar = 31.3Z_1Z_2m^{1/2}$$

Derivación completa en el capítulo 2 de Pagel 2009

Tasa de reacciones termonucleares

Para $T \sim 10^7$ K, $N(E) \sim \exp(-10^3)$. Para lograr fusión las partículas deben atravesar el potencial de Coulomb mediante el efecto túnel.



Cuánticamente, las partículas se ‘ven’ a distancia $\lambda = \frac{\hbar}{p} = \frac{\hbar}{(2mE)^{1/2}}$

la probabilidad de que un proyectil penetre la barrera de Coulomb, es $P(E) = P_0 \exp(-bE^{-1/2})$

$$\text{donde } b = \pi(2m)^{1/2}Z_1Z_2e^2/\hbar = 31.3Z_1Z_2m^{1/2}$$

Entonces, $\sigma(E) = S(E) \frac{\exp(-bE^{-1/2})}{E}$, donde el ‘factor-S’, $S(E)$ toma en cuenta las propiedades nucleares intrínsecas de la reacción (generalmente es una función lenta de E (entonces lo podemos sacar de la integral de $\langle \sigma v \rangle$)

Tasa de reacciones termonucleares y el pico de Gamow

Entonces el coeficiente de reacción viene dado por:

$$\langle \sigma v \rangle \approx \left(\frac{8}{\pi m} \right)^{1/2} (k_b T)^{-3/2} S(E_0) \int_0^\infty \exp \left(-\frac{E}{k_B T} - \frac{b}{E^{1/2}} \right) dE$$

Tasa de reacciones termonucleares y el pico de Gamow

Entonces el coeficiente de reacción viene dado por:

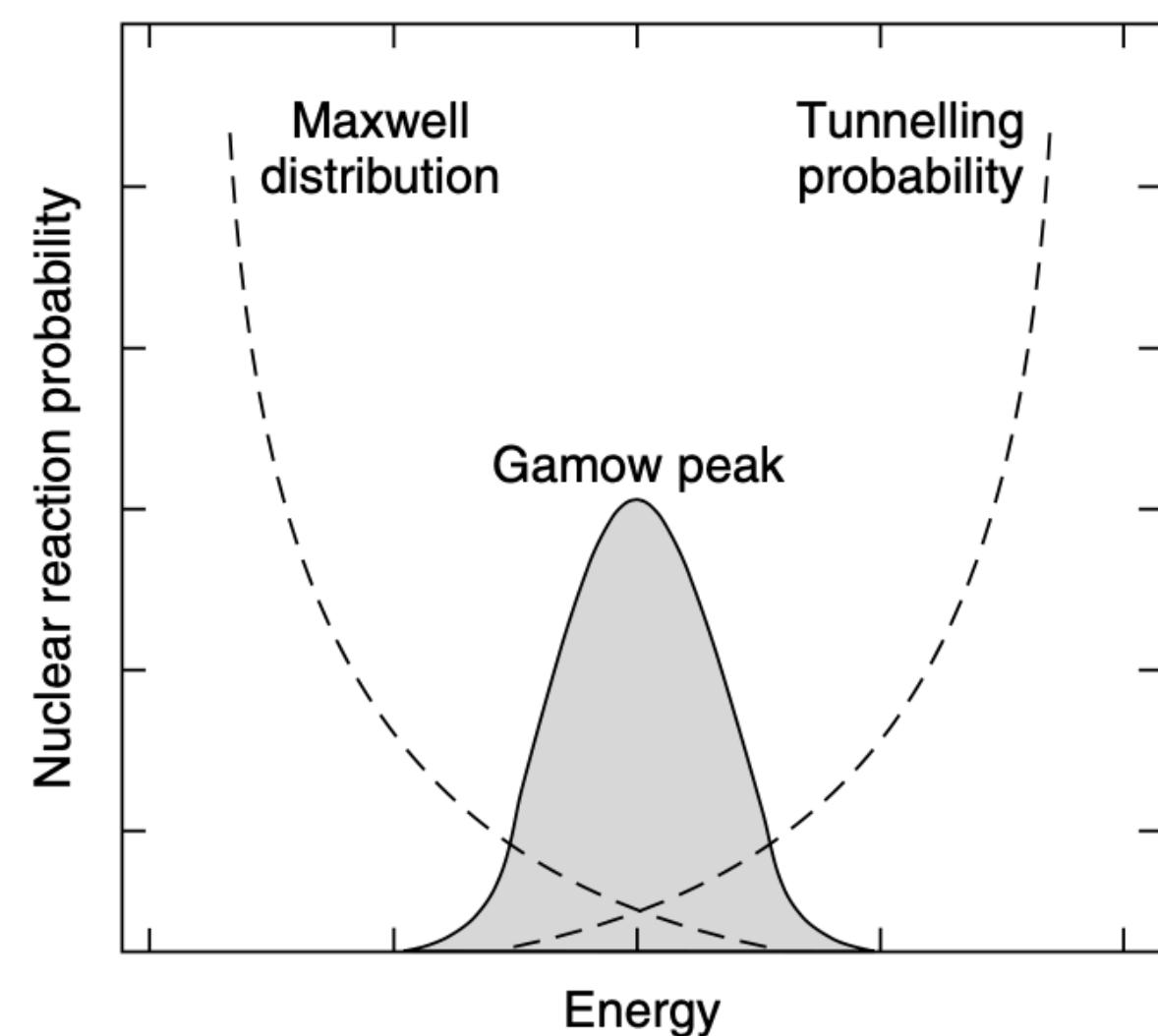
$$\langle \sigma v \rangle \approx \left(\frac{8}{\pi m} \right)^{1/2} (k_b T)^{-3/2} S(E_0) \int_0^{\infty} \exp \left(-\frac{E}{k_B T} - \frac{b}{E^{1/2}} \right) dE$$

picos de Gamow

Tasa de reacciones termonucleares y el pico de Gamow

Entonces el coeficiente de reacción viene dado por:

$$\langle \sigma v \rangle \approx \left(\frac{8}{\pi m} \right)^{1/2} (k_b T)^{-3/2} S(E_0) \int_0^{\infty} \exp \left(-\frac{E}{k_B T} - \frac{b}{E^{1/2}} \right) dE$$



pico de Gamow

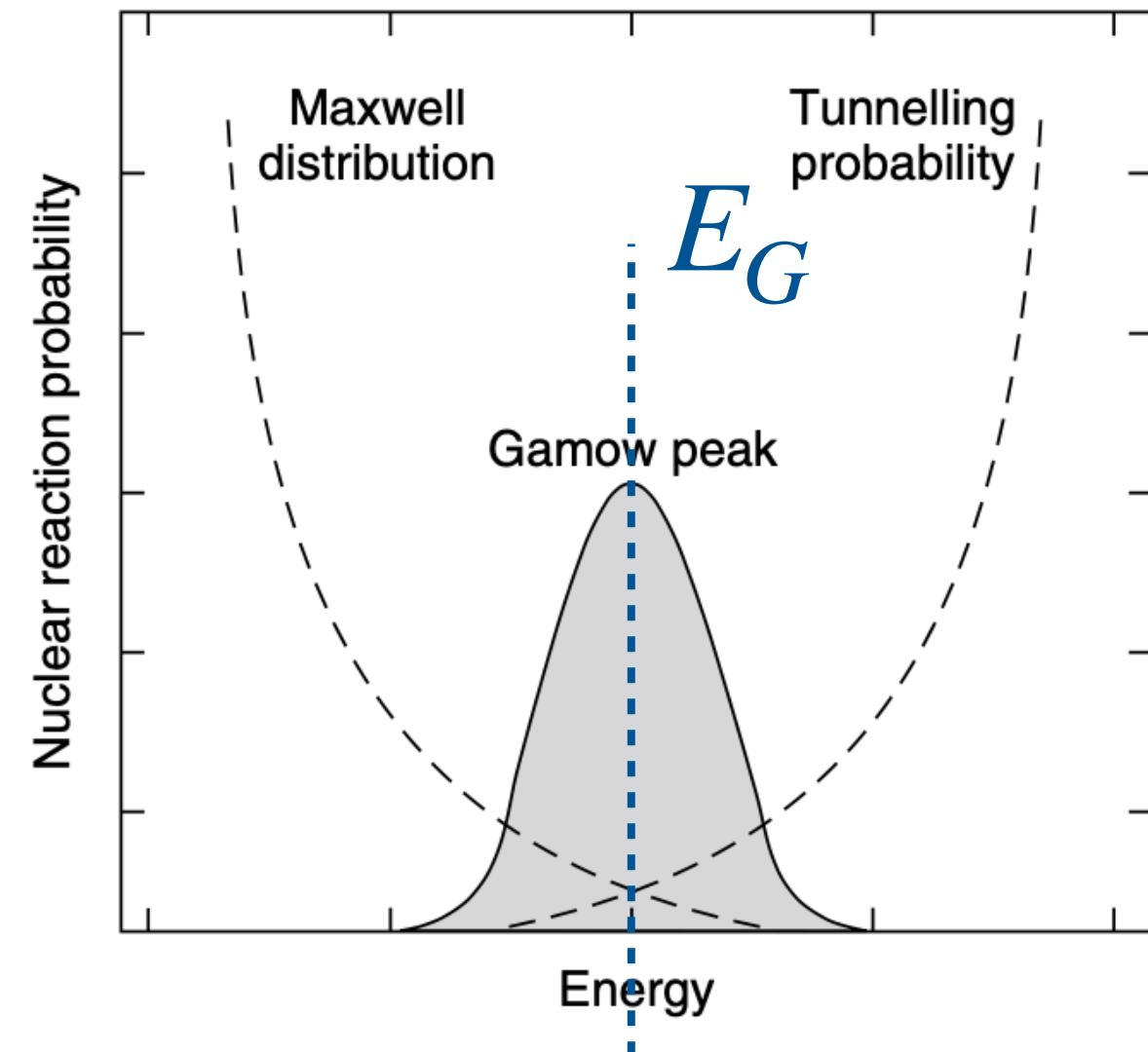
Figure 3.5 Illustration of the location and shape of the Gamow peak (not to scale) as compared with the functions $e^{-E/K_B T}$ and $e^{-2\pi\eta}$

Tasa de reacciones termonucleares y el pico de Gamow

Entonces el coeficiente de reacción viene dado por:

$$\langle \sigma v \rangle \approx \left(\frac{8}{\pi m} \right)^{1/2} (k_b T)^{-3/2} S(E_0) \int_0^{\infty} \exp \left(-\frac{E}{k_B T} - \frac{b}{E^{1/2}} \right) dE$$

pico de Gamow



$$E_G \sim 0.122(m/m_H)^{1/3}(Z_X Z_a)^{2/3}(T/10^9)^{2/3} \text{ MeV}$$

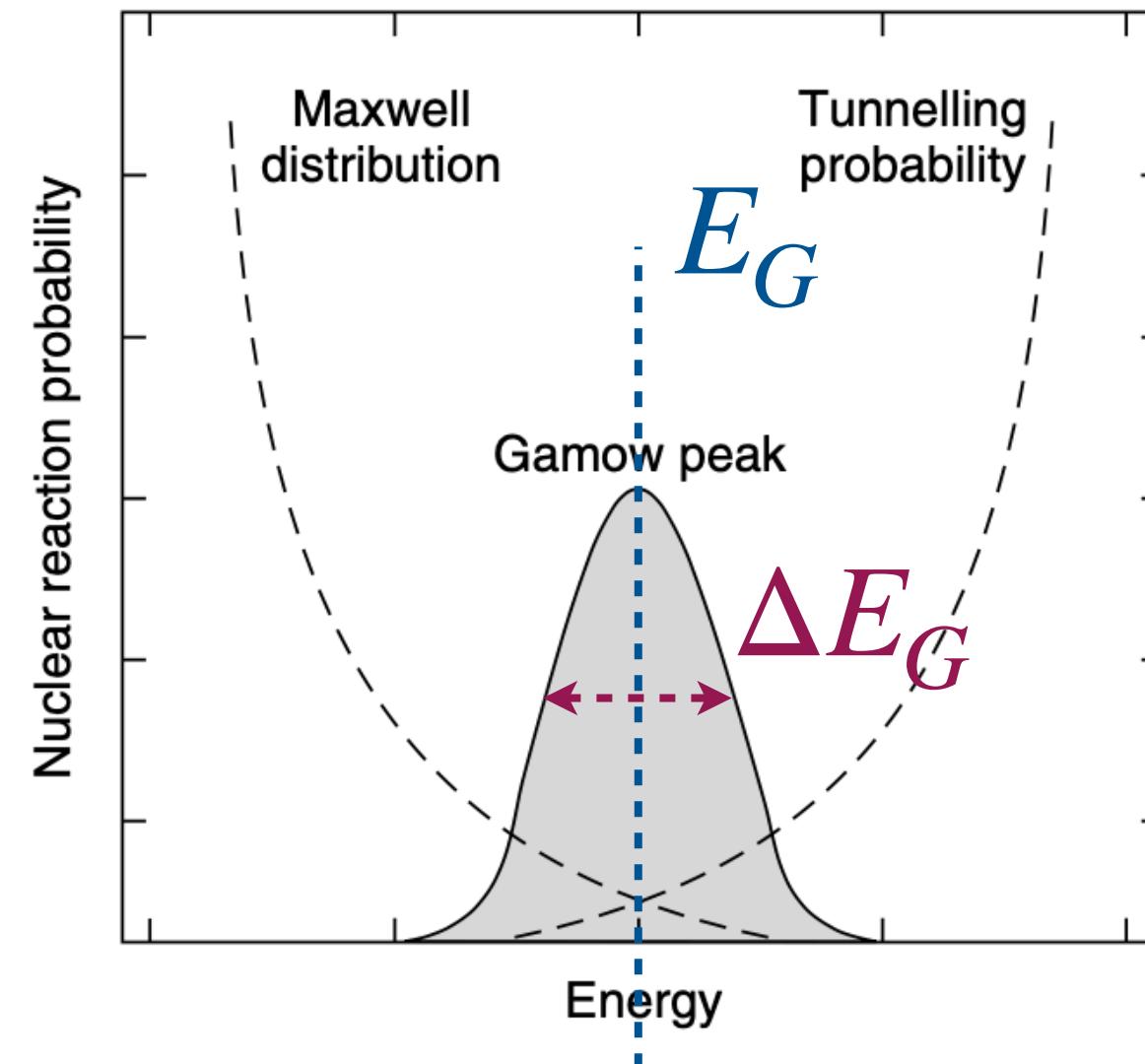
Figure 3.5 Illustration of the location and shape of the Gamow peak (not to scale) as compared with the functions $e^{-E/K_B T}$ and $e^{-2\pi\eta}$

Tasa de reacciones termonucleares y el pico de Gamow

Entonces el coeficiente de reacción viene dado por:

$$\langle \sigma v \rangle \approx \left(\frac{8}{\pi m} \right)^{1/2} (k_b T)^{-3/2} S(E_0) \int_0^{\infty} \exp \left(-\frac{E}{k_B T} - \frac{b}{E^{1/2}} \right) dE$$

pico de Gamow



$$E_G \sim 0.122(m/m_H)^{1/3}(Z_X Z_a)^{2/3}(T/10^9)^{2/3} \text{ MeV}$$

$$\Delta E_G \sim 0.237(Z_X^2 Z_a^2 m/m_H)^{1/6}(T/10^9)^{5/6} \text{ MeV}$$

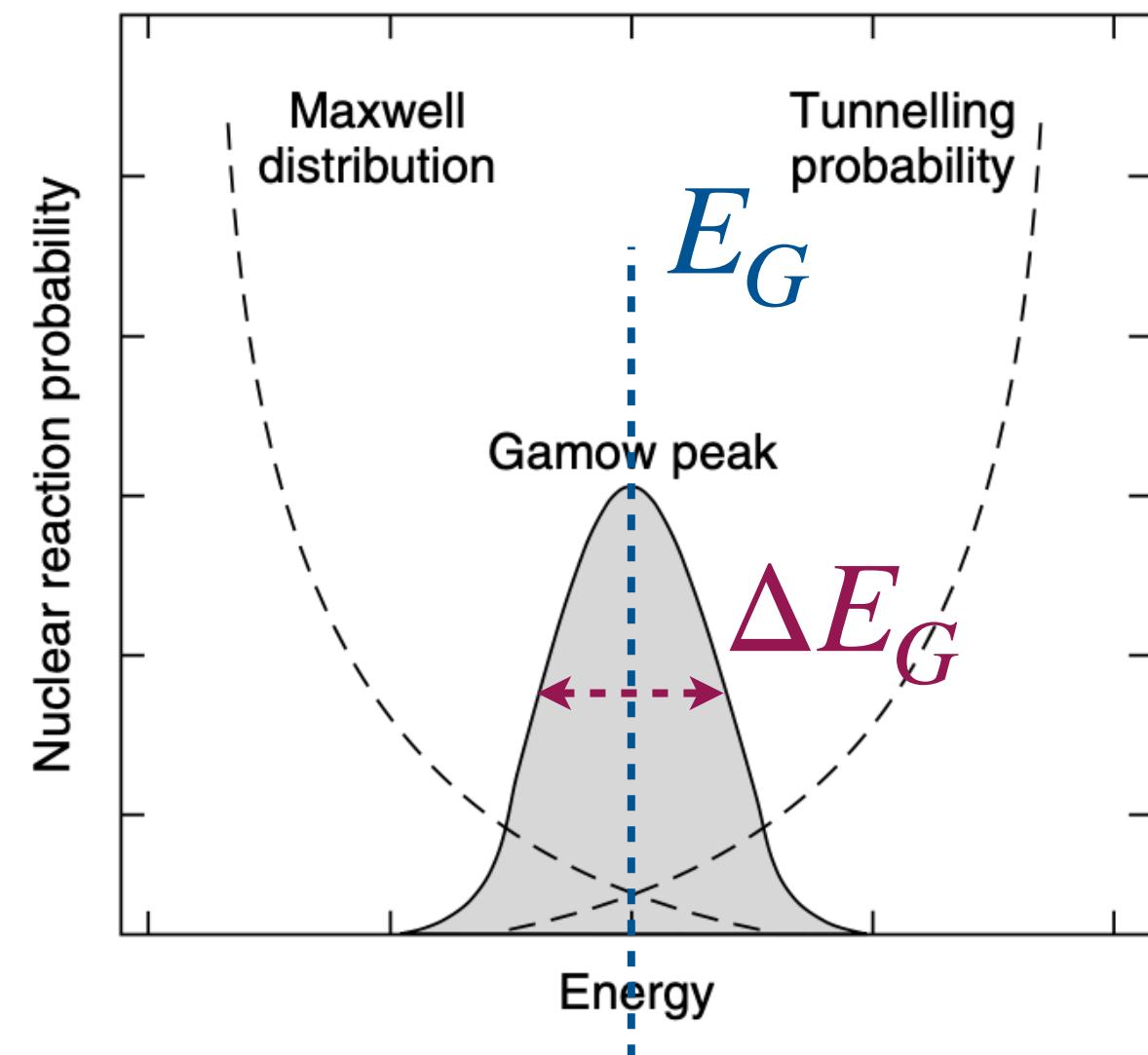
Figure 3.5 Illustration of the location and shape of the Gamow peak (not to scale) as compared with the functions $e^{-E/K_B T}$ and $e^{-2\pi\eta}$

Tasa de reacciones termonucleares y el pico de Gamow

Entonces el coeficiente de reacción viene dado por:

$$\langle \sigma v \rangle \approx \left(\frac{8}{\pi m} \right)^{1/2} (k_b T)^{-3/2} S(E_0) \int_0^{\infty} \exp \left(-\frac{E}{k_B T} - \frac{b}{E^{1/2}} \right) dE$$

pico de Gamow



$$E_G \sim 0.122(m/m_H)^{1/3}(Z_X Z_a)^{2/3}(T/10^9)^{2/3} \text{ MeV}$$

$$\Delta E_G \sim 0.237(Z_X^2 Z_a^2 m/m_H)^{1/6}(T/10^9)^{5/6} \text{ MeV}$$

Tanto el centro como el ancho aumentan con T

Figure 3.5 Illustration of the location and shape of the Gamow peak (not to scale) as compared with the functions $e^{-E/K_B T}$ and $e^{-2\pi\eta}$

Tasa de generación de energía

Tasa de generación de energía

$$r_{Xa} = \frac{1}{1 + \delta_{Xa}} n_X n_a \langle \sigma v \rangle$$

Tasa de generación de energía

$$r_{Xa} = \frac{1}{1 + \delta_{Xa}} n_X n_a \langle \sigma v \rangle$$

$$Q_{Xa} = (m_X + m_a - m_Y - m_b) c^2$$

Tasa de generación de energía

$$r_{Xa} = \frac{1}{1 + \delta_{Xa}} n_X n_a \langle \sigma v \rangle$$

$r_{Xa} Q_{Xa}$ (energía liberada por unidad de volumen por segundo)

$$Q_{Xa} = (m_X + m_a - m_Y - m_b) c^2$$

Tasa de generación de energía

$$r_{Xa} = \frac{1}{1 + \delta_{Xa}} n_X n_a \langle \sigma v \rangle$$

$r_{Xa} Q_{Xa}$ (energía liberada por unidad de volumen por segundo)

$$Q_{Xa} = (m_X + m_a - m_Y - m_b) c^2$$

Tasa de generación de energía por *unidad de masa* es: $\epsilon_{Xa} = \frac{r_{Xa} Q_{Xa}}{\rho}$

Tasa de generación de energía

$$r_{Xa} = \frac{1}{1 + \delta_{Xa}} n_X n_a \langle \sigma v \rangle$$

$r_{Xa} Q_{Xa}$ (energía liberada por unidad de volumen por segundo)

$$Q_{Xa} = (m_X + m_a - m_Y - m_b) c^2$$

Tasa de generación de energía por *unidad de masa* es: $\epsilon_{Xa} = \frac{r_{Xa} Q_{Xa}}{\rho}$

$\text{H} \rightarrow \text{He}$ (cadena p-p) a $T \approx 1 \times 10^7 \text{ K}$, $\epsilon \sim T^4$ *

* no son leyes de potencia exactamente, estas son aproximaciones

Tasa de generación de energía

$$r_{Xa} = \frac{1}{1 + \delta_{Xa}} n_X n_a \langle \sigma v \rangle$$

$r_{Xa} Q_{Xa}$ (energía liberada por unidad de volumen por segundo)

$$Q_{Xa} = (m_X + m_a - m_Y - m_b) c^2$$

Tasa de generación de energía por *unidad de masa* es: $\epsilon_{Xa} = \frac{r_{Xa} Q_{Xa}}{\rho}$

$\text{H} \rightarrow \text{He}$ (cadena p-p) a $T \approx 1 \times 10^7 \text{ K}$, $\epsilon \sim T^4$ *

$\text{H} \rightarrow \text{He}$ (ciclo CNO) a $T \approx 2 \times 10^7 \text{ K}$, $\epsilon \sim T^{12}$ *

* no son leyes de potencia exactamente, estas son aproximaciones

Tasa de generación de energía

$$r_{Xa} = \frac{1}{1 + \delta_{Xa}} n_X n_a \langle \sigma v \rangle$$

$r_{Xa} Q_{Xa}$ (energía liberada por unidad de volumen por segundo)

$$Q_{Xa} = (m_X + m_a - m_Y - m_b) c^2$$

Tasa de generación de energía por *unidad de masa* es: $\epsilon_{Xa} = \frac{r_{Xa} Q_{Xa}}{\rho}$

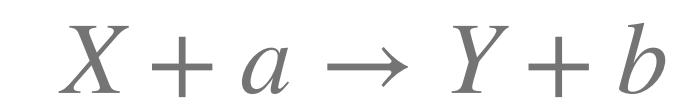
$\text{H} \rightarrow \text{He}$ (cadena p-p) a $T \approx 1 \times 10^7$ K, $\epsilon \sim T^4$ *

$\text{H} \rightarrow \text{He}$ (ciclo CNO) a $T \approx 2 \times 10^7$ K, $\epsilon \sim T^{12}$ *

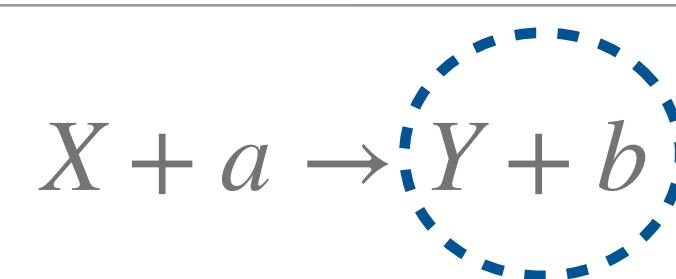
$\text{He} \rightarrow \text{C}$ (triple- α) a $T \approx 1 \times 10^8$ K, $\epsilon \sim T^{40}$ *

* no son leyes de potencia exactamente, estas son aproximaciones

Cambios de abundancia

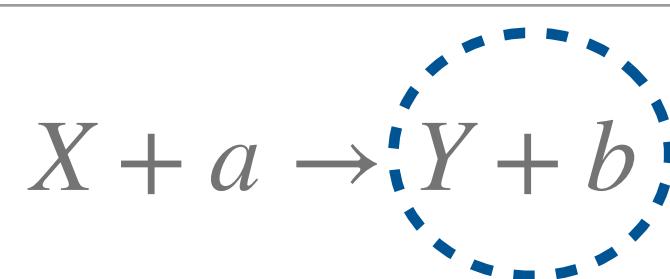


Cambios de abundancia



Además de generar energía, el otro efecto importante de las reacciones nucleares es que cambian la composición química de las estrellas.

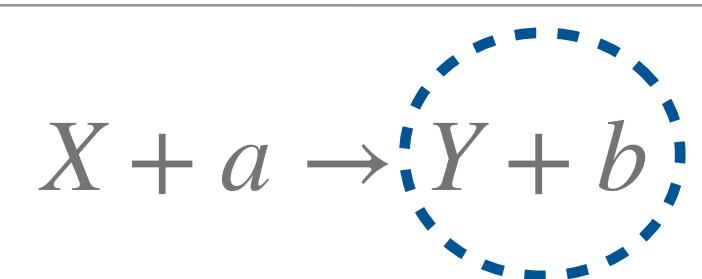
Cambios de abundancia



Además de generar energía, el otro efecto importante de las reacciones nucleares es que cambian la composición química de las estrellas.

De esta manera las estrellas producen todos los elementos en el Universo más pesados que el He en un proceso que llamamos nucleosíntesis estelar.

Cambios de abundancia

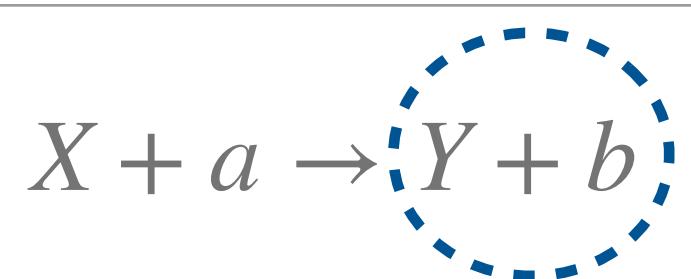


Además de generar energía, el otro efecto importante de las reacciones nucleares es que cambian la composición química de las estrellas.

De esta manera las estrellas producen todos los elementos en el Universo más pesados que el He en un proceso que llamamos nucleosíntesis estelar.

El cambio de abundancia de X por segundo debido a la reacción $X(a, b)Y$ será:

Cambios de abundancia



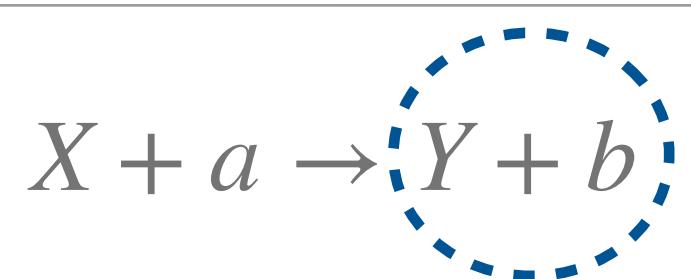
Además de generar energía, el otro efecto importante de las reacciones nucleares es que cambian la composición química de las estrellas.

De esta manera las estrellas producen todos los elementos en el Universo más pesados que el He en un proceso que llamamos nucleosíntesis estelar.

El cambio de abundancia de X por segundo debido a la reacción $X(a, b)Y$ será:

$$dX/dt = - r_{XaYb} A_X m_H$$

Cambios de abundancia



Además de generar energía, el otro efecto importante de las reacciones nucleares es que cambian la composición química de las estrellas.

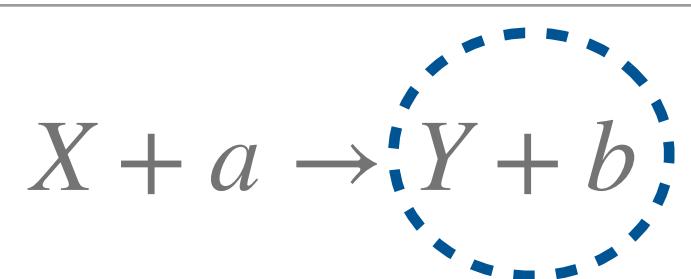
De esta manera las estrellas producen todos los elementos en el Universo más pesados que el He en un proceso que llamamos nucleosíntesis estelar.

El cambio de abundancia de X por segundo debido a la reacción $X(a, b)Y$ será:

$$dX/dt = - r_{XaYb} A_X m_H$$

Y si X está involucrado en más reacciones donde se crea/destruye, entonces la abundancia será la suma de todas las reacciones

Cambios de abundancia



Además de generar energía, el otro efecto importante de las reacciones nucleares es que cambian la composición química de las estrellas.

De esta manera las estrellas producen todos los elementos en el Universo más pesados que el He en un proceso que llamamos nucleosíntesis estelar.

El cambio de abundancia de X por segundo debido a la reacción $X(a, b)Y$ será:

$$dX/dt = - r_{XaYb} A_X m_H$$

Y si X está involucrado en más reacciones donde se crea/destruye, entonces la abundancia será la suma de todas las reacciones

$$dX/dt = A_X m_H \left\{ \sum_i -r_{X \rightarrow i} + \sum_j r_{j \rightarrow X} \right\}$$

Fusión de H \rightarrow He

Fusión de H \rightarrow He

- Reacción neta: $4^1\text{H} \rightarrow ^4\text{He} + 2e^+ + 2\nu$ $(p \rightarrow n + e^+ + \nu)$

Fusión de H \rightarrow He

- Reacción neta: $4^1\text{H} \rightarrow ^4\text{He} + 2e^+ + 2\nu$ $(p \rightarrow n + e^+ + \nu)$
- Dos caminos principales:

Fusión de H → He

- Reacción neta: $4^1\text{H} \rightarrow ^4\text{He} + 2e^+ + 2\nu$ $(p \rightarrow n + e^+ + \nu)$
- Dos caminos principales:
 - Cadena protón-protón, que tiene tres ramas

Fusión de H → He

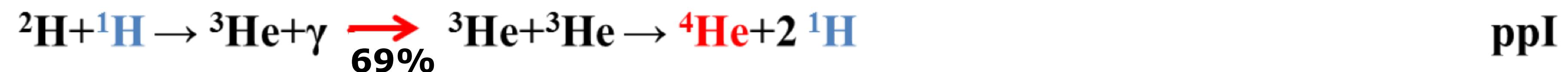
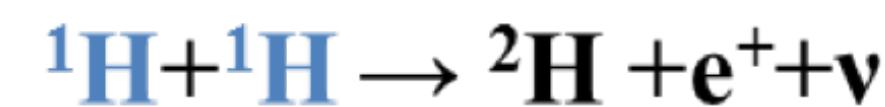
- Reacción neta: $4^1\text{H} \rightarrow ^4\text{He} + 2e^+ + 2\nu$ $(p \rightarrow n + e^+ + \nu)$
- Dos caminos principales:
 - Cadena protón-protón, que tiene tres ramas
 - Ciclo CNO, que a su vez consiste de cuatro ciclos, uno de CN y tres de ON.

Fusión de H → He

- Reacción neta: $4^1\text{H} \rightarrow ^4\text{He} + 2e^+ + 2\nu$ $(p \rightarrow n + e^+ + \nu)$
- Dos caminos principales:
 - Cadena protón-protón, que tiene tres ramas
 - Ciclo CNO, que a su vez consiste de cuatro ciclos, uno de CN y tres de ON.
- Aunque la reacción neta es la misma por ambos caminos, ellas tienen diferentes efectos en la evolución química de las estrellas.

Cadena protón-protón

Predominante cuando $5 < T < 15 \times 10^6$ K



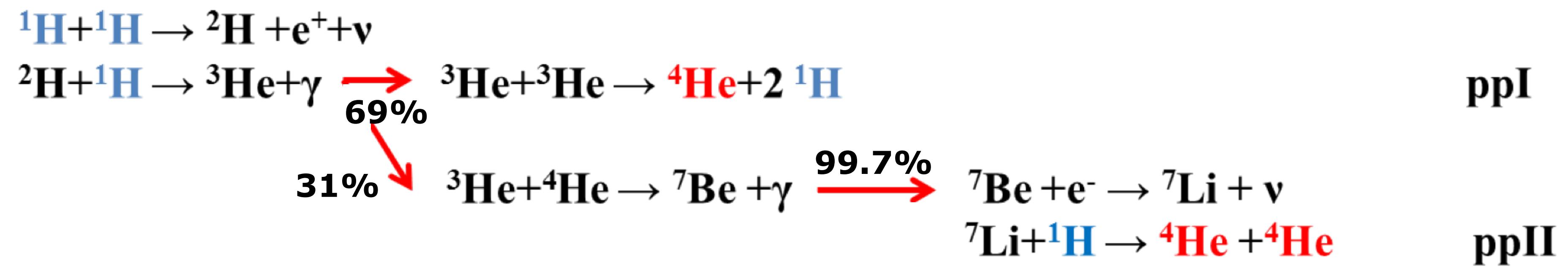
ppI

Net reaction: $4 {}^1\text{H} \rightarrow {}^4\text{He} + 2 \text{ e}^+ + 2 \nu + 2\gamma + 26.73 \text{ MeV} - \text{neutrino loss}$

$$\epsilon_{pp} \sim X^2 \cdot \rho \cdot T^4 \quad \text{erg/g.sec.}$$

Cadena protón-protón

Predominante cuando $5 < T < 15 \times 10^6$ K

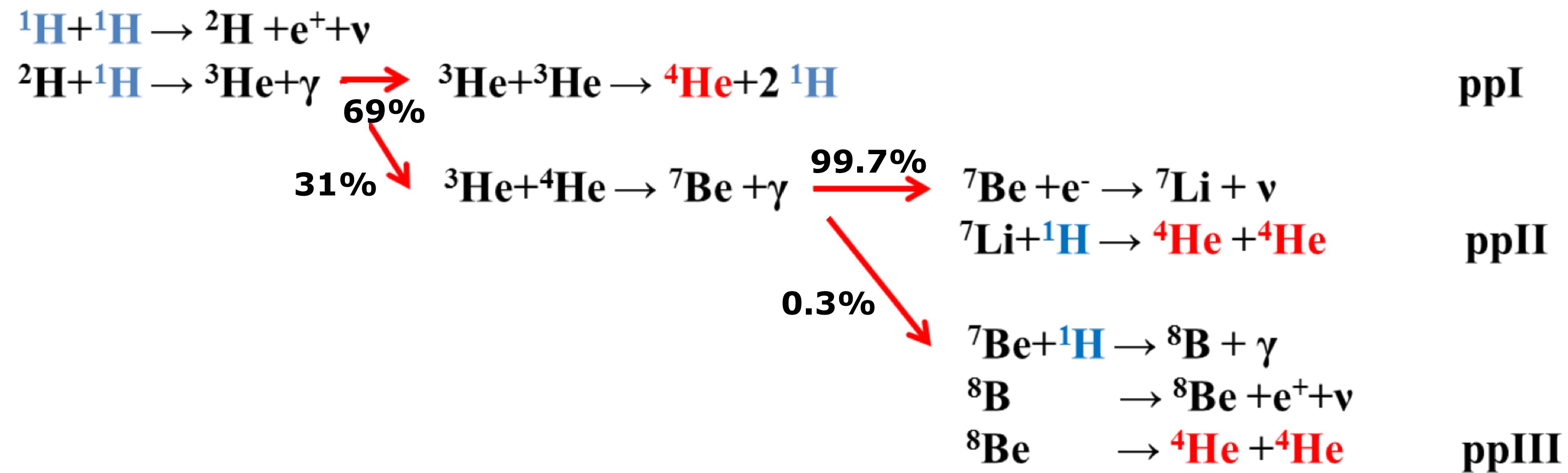


Net reaction: $4 {}^1\text{H} \rightarrow {}^4\text{He} + 2 \text{ e}^+ + 2 \nu + 2\gamma + 26.73 \text{ MeV} - \text{neutrino loss}$

$$\epsilon_{pp} \sim X^2 \cdot \rho \cdot T^4 \quad \text{erg/g.sec.}$$

Cadena protón-protón

Predominante cuando $5 < T < 15 \times 10^6$ K



Net reaction: $4 {}^1\text{H} \rightarrow {}^4\text{He} + 2 \text{ e}^+ + 2 \nu + 2\gamma + 26.73 \text{ MeV} - \text{neutrino loss}$

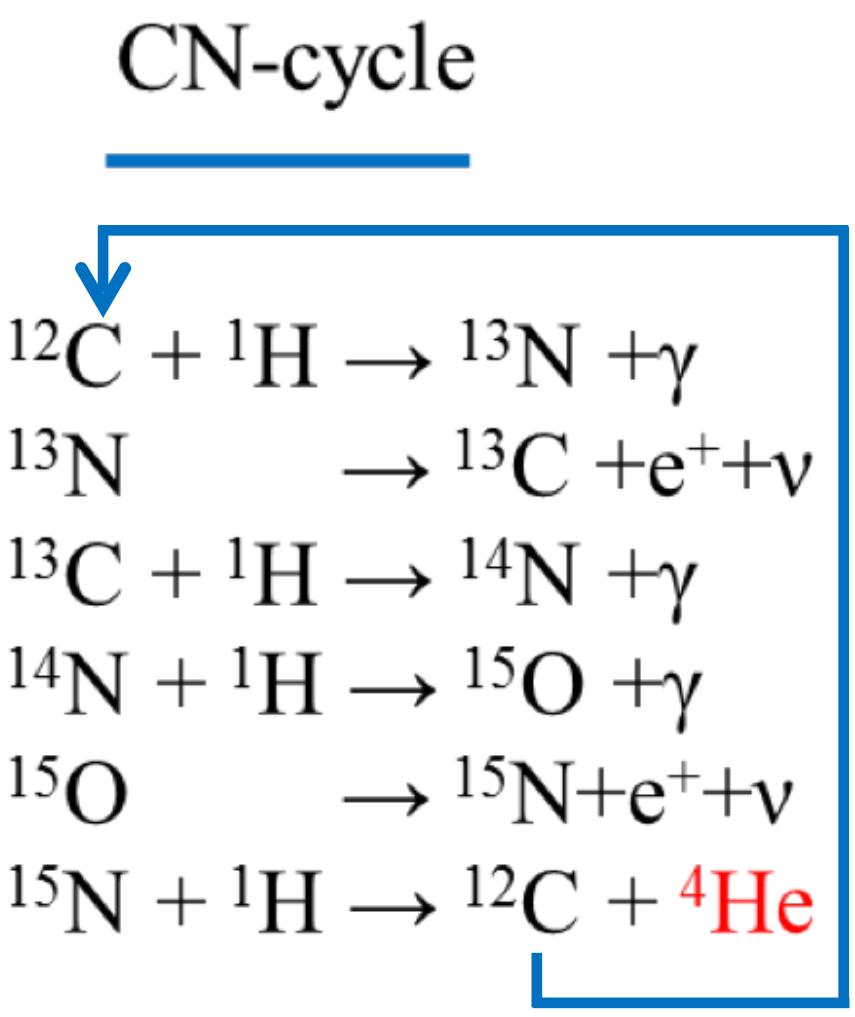
$$\epsilon_{pp} \sim X^2 \cdot \rho \cdot T^4 \quad \text{erg/g.sec.}$$

Ciclo CNO

$$T > 15 \times 10^6 \text{ K}$$

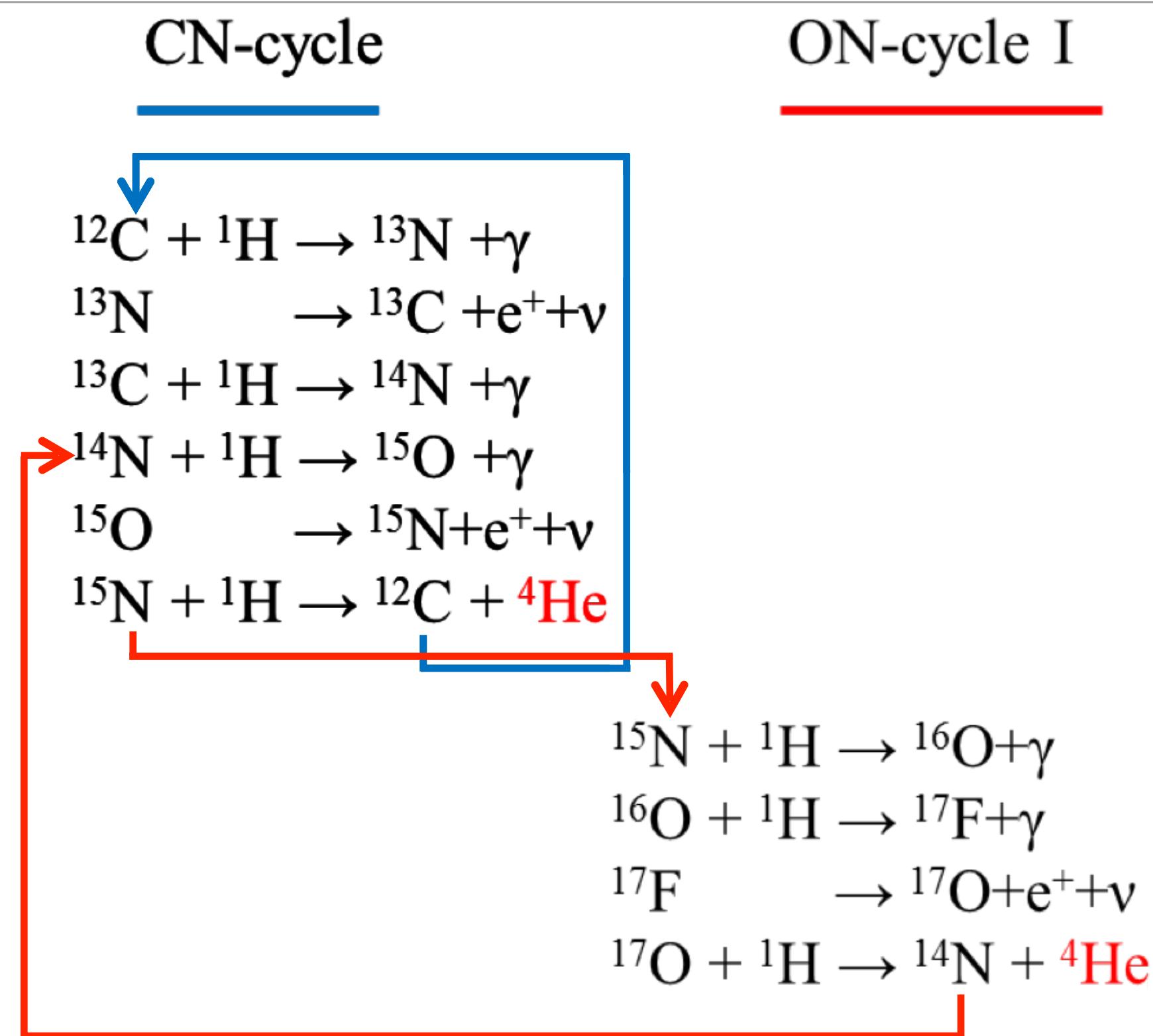
Ciclo CNO

$T > 15 \times 10^6 \text{ K}$



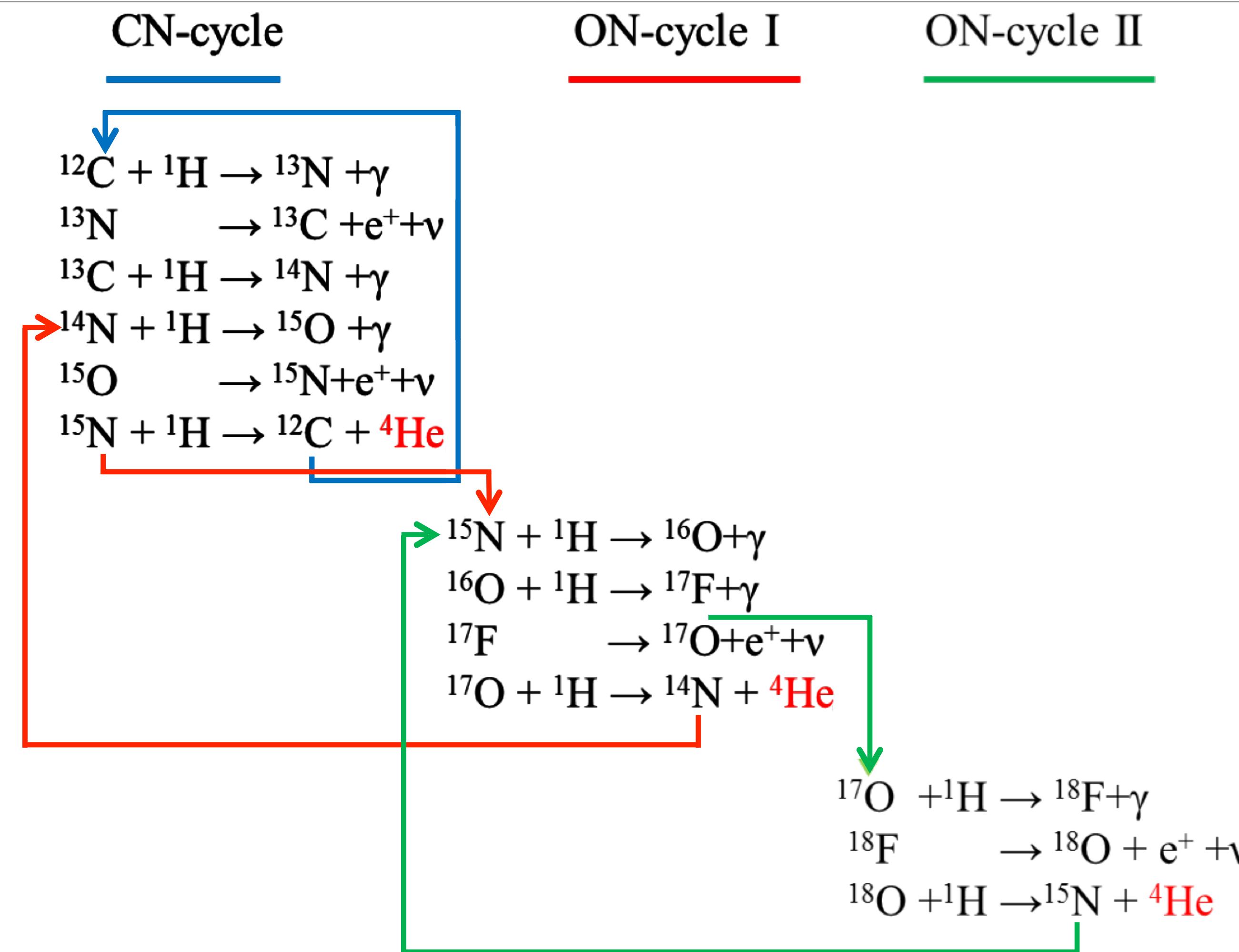
Ciclo CNO

$T > 15 \times 10^6 \text{ K}$



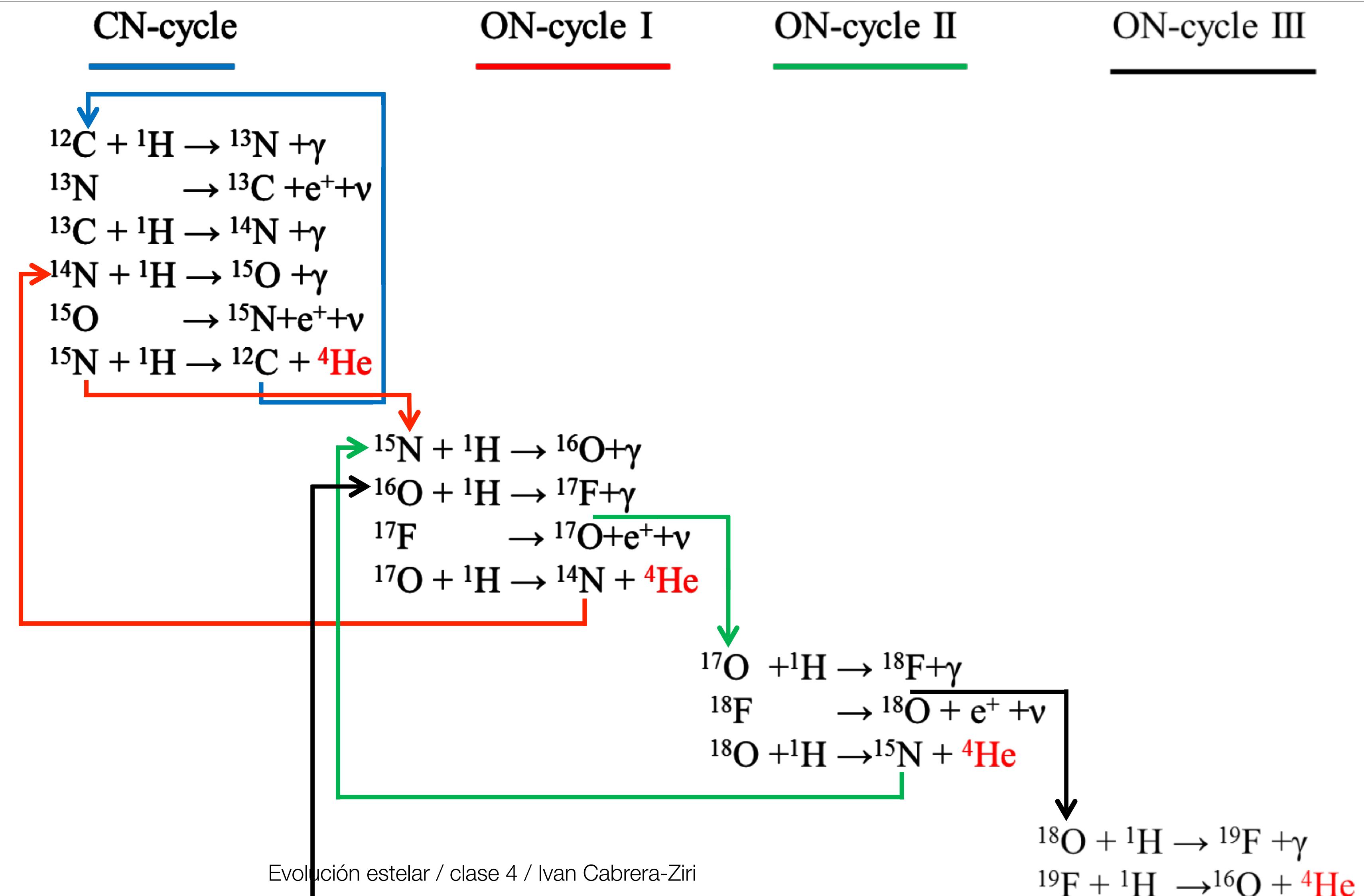
Ciclo CNO

$T > 15 \times 10^6 \text{ K}$



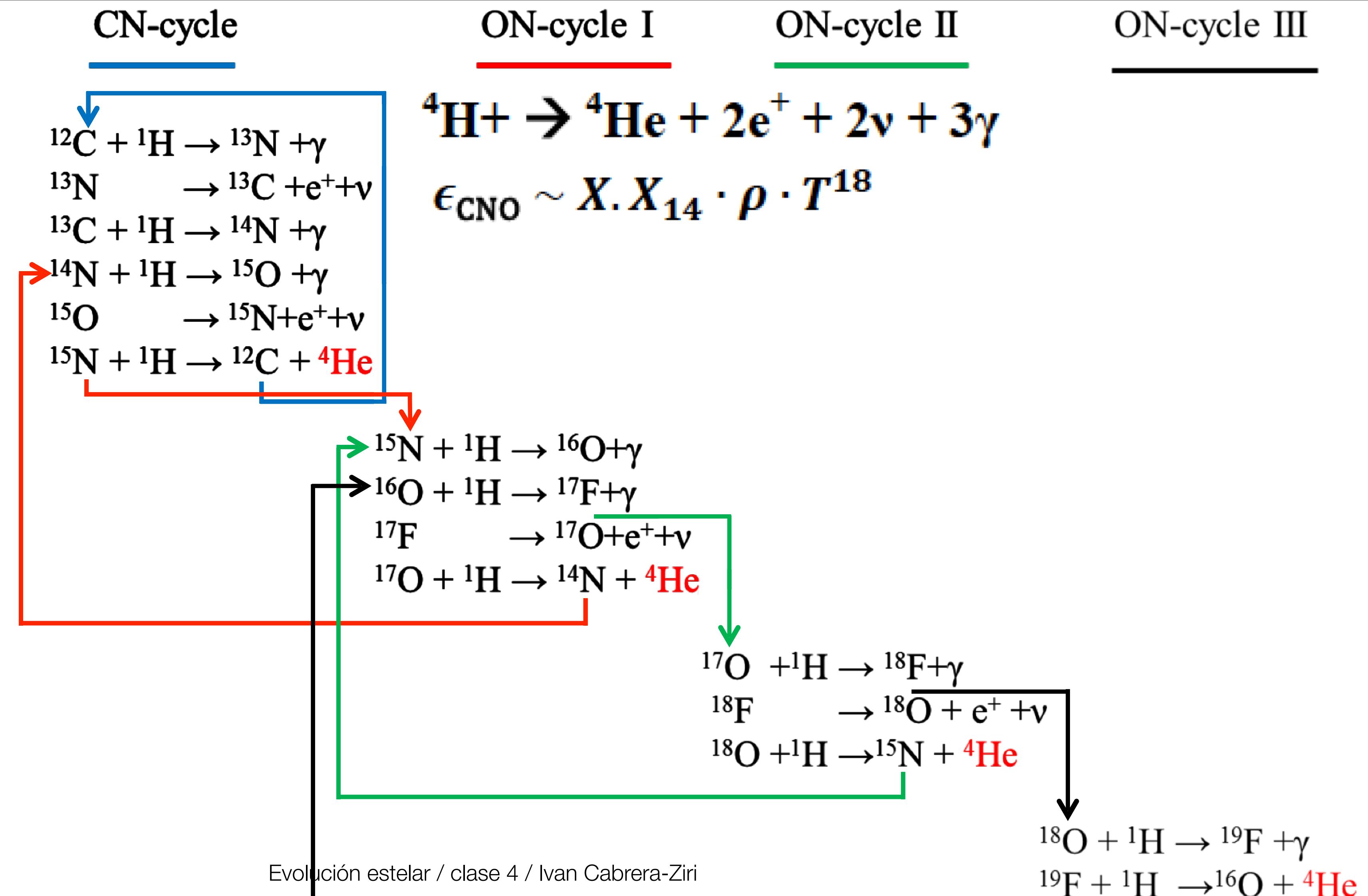
Ciclo CNO

$T > 15 \times 10^6 \text{ K}$



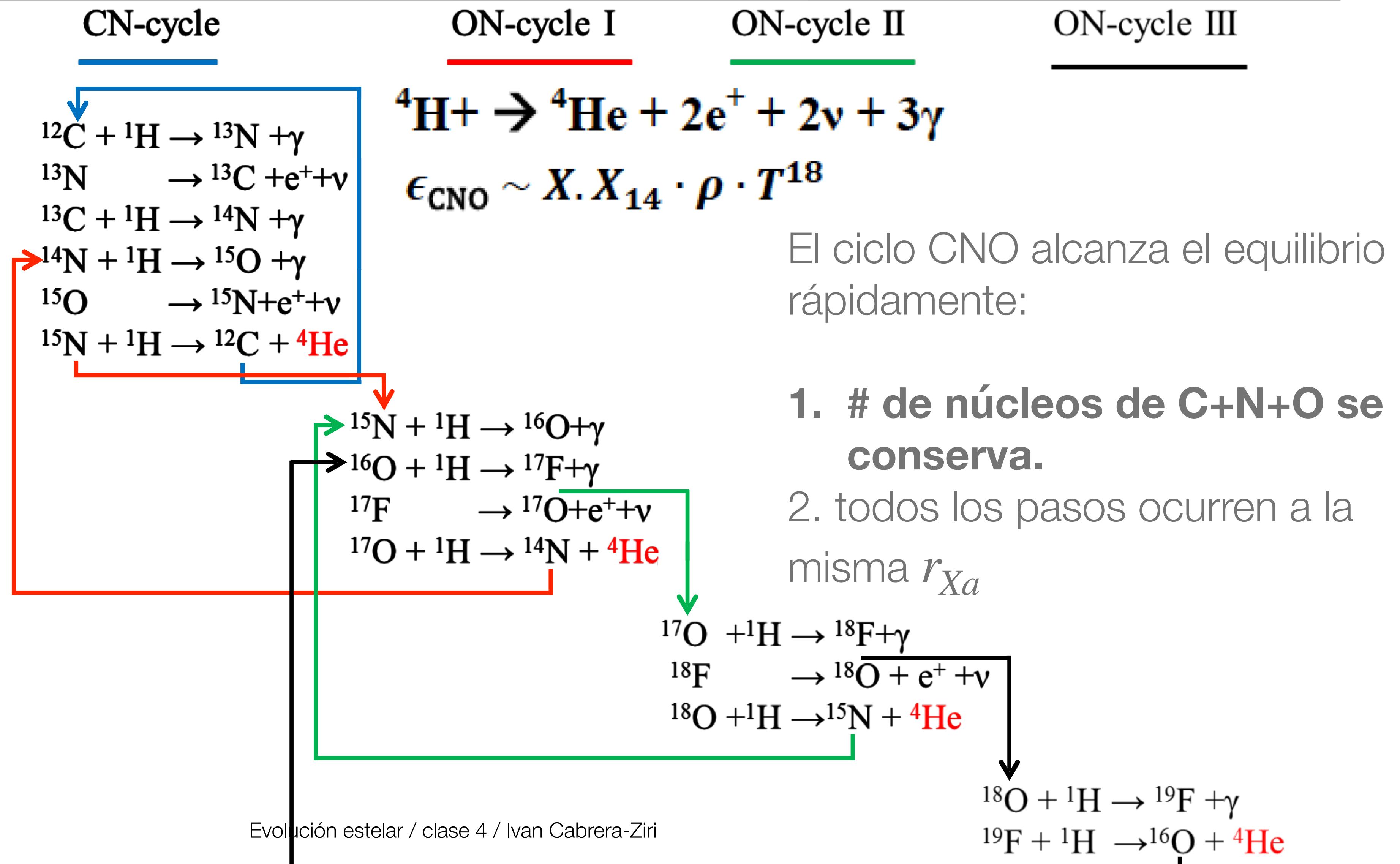
Ciclo CNO

$T > 15 \times 10^6 \text{ K}$



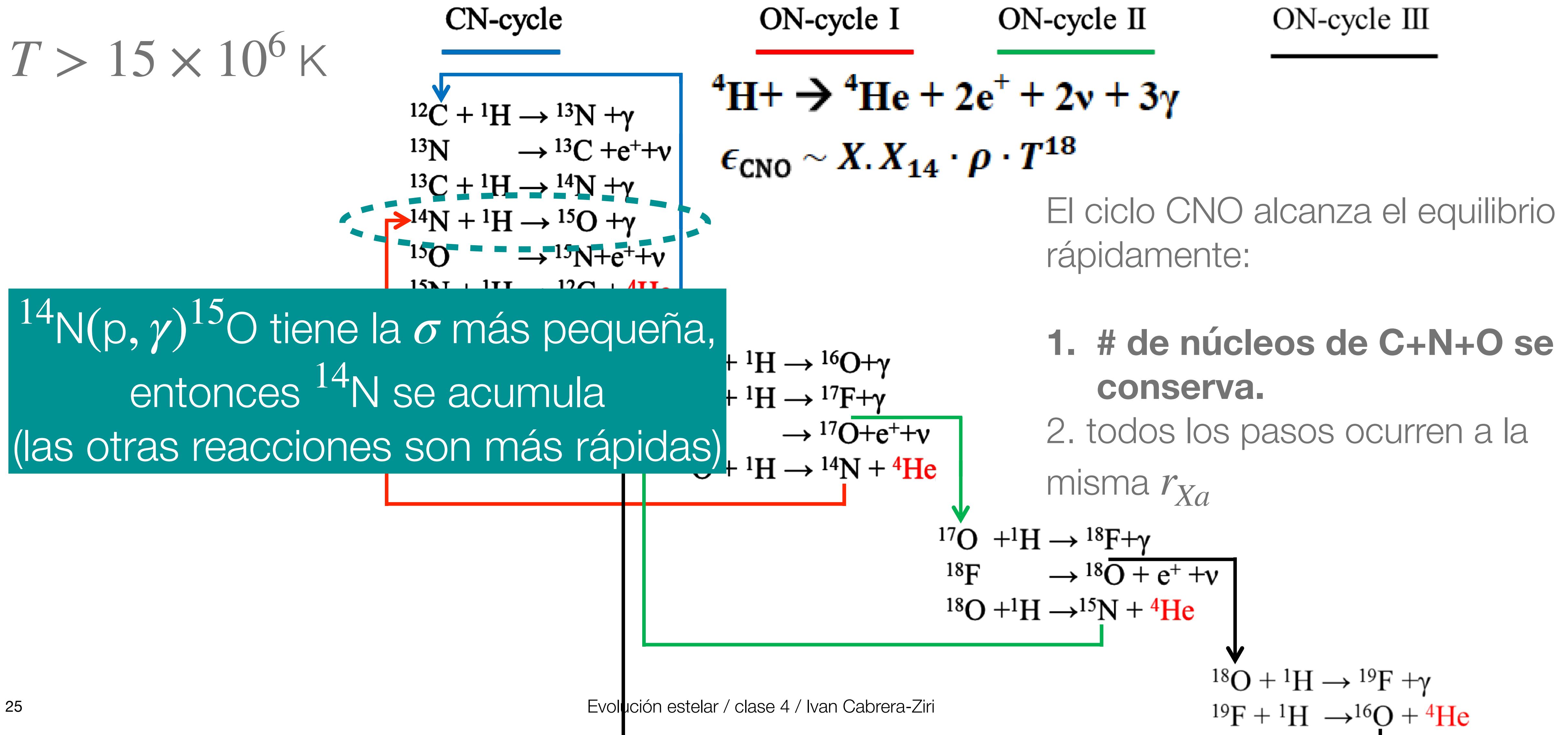
Ciclo CNO

$$T > 15 \times 10^6 \text{ K}$$



Ciclo CNO

$$T > 15 \times 10^6 \text{ K}$$



Abundancias en equilibrio

- En equilibrio, uno tiene por ejemplo:

$$\frac{dn(^{12}C)}{dt} = \frac{dn(^{13}C)}{dt} = \dots$$

$$\left[\frac{n(^{12}C)}{n(^{13}C)} \right]_{\text{eq}} = \frac{\langle \sigma v \rangle_{12}}{\langle \sigma v \rangle_{13}} = \frac{\tau_p(^{12}\text{C})}{\tau_p(^{13}\text{C})}, \text{ etc...}$$

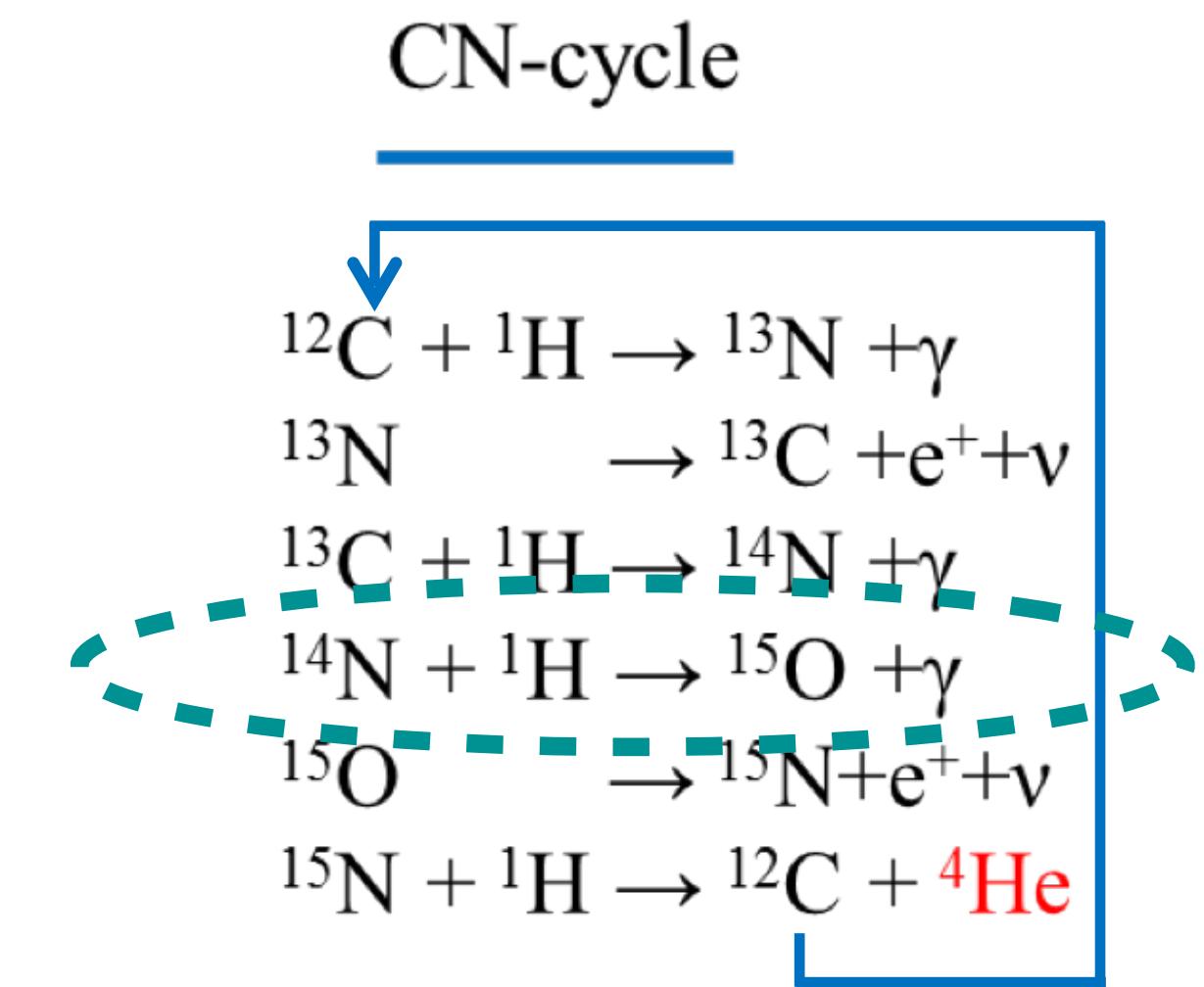
τ_p tiempo de vida de los isótopos antes de reaccionar con protones.

Abundancias en equilibrio

- En equilibrio, uno tiene por ejemplo:

$$\frac{dn(^{12}C)}{dt} = \frac{dn(^{13}C)}{dt} = \dots$$

$$\left[\frac{n(^{12}C)}{n(^{13}C)} \right]_{\text{eq}} = \frac{\langle \sigma v \rangle_{12}}{\langle \sigma v \rangle_{13}} = \frac{\tau_p(^{12}C)}{\tau_p(^{13}C)}, \text{ etc...}$$



$^{14}\text{N}(p, \gamma)^{15}\text{O}$ es la reacción más lenta

τ_p tiempo de vida de los isótopos antes de reaccionar con protones.

Cadena pp vs. el ciclo CNO

La gran diferencia en sensibilidad a la temperatura hace que el ciclo CNO domine cuando T es alta ($\gtrsim 1.5 \times 10^7$ K), mientras que la cadena pp sea el mecanismo dominante cuando T es menor.

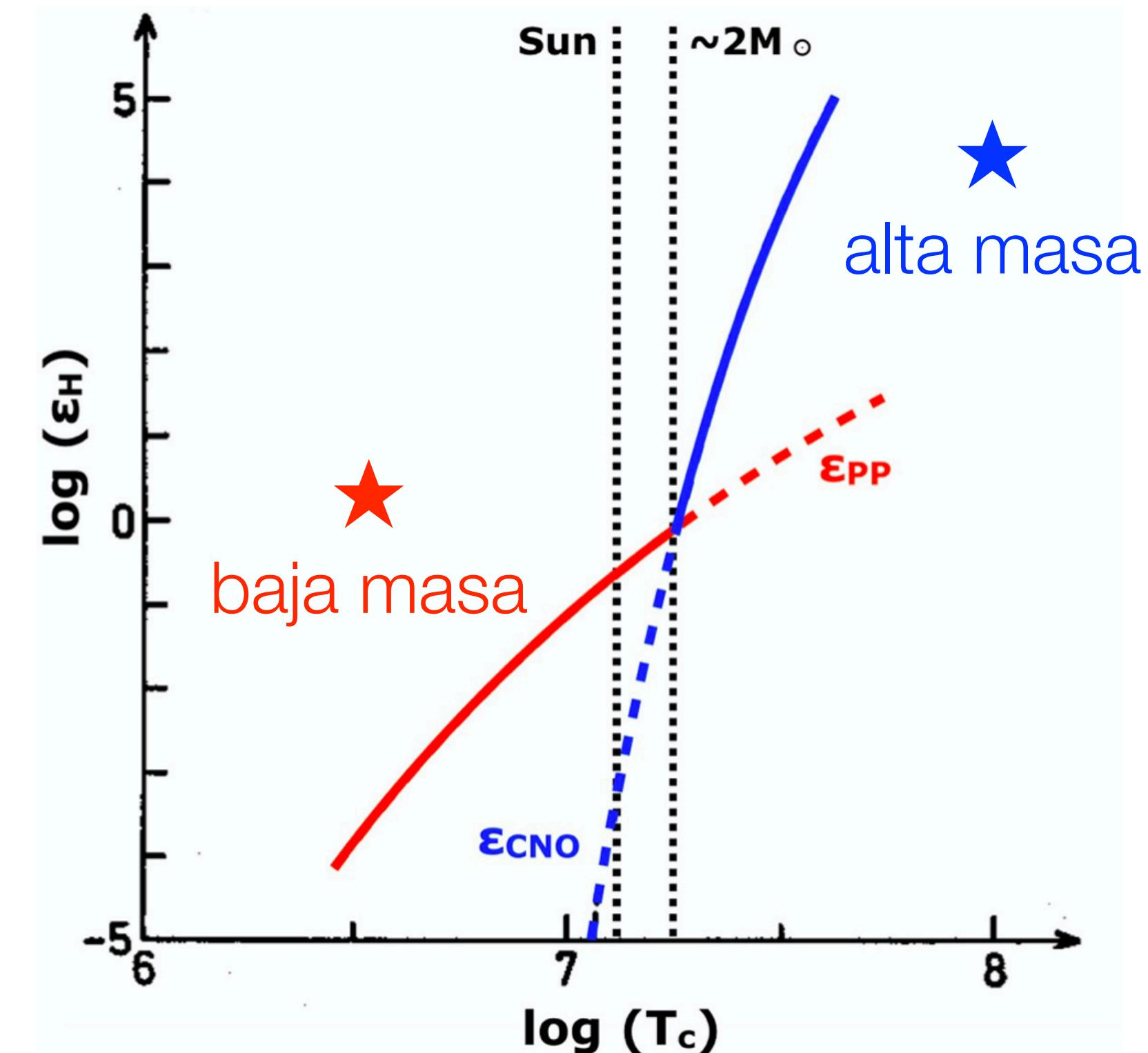
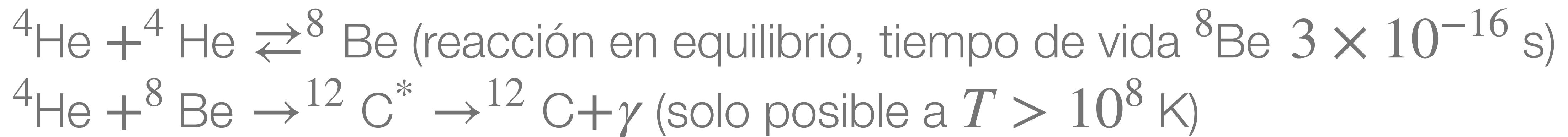
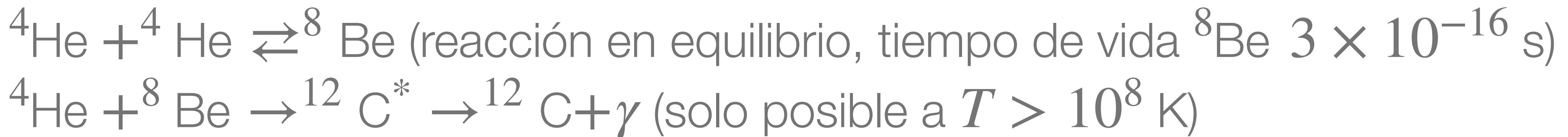


Figure 8.6. Energy production of the pp chain (red) and the CNO cycle (blue) as a function of T at a density of 1 g cm^{-3} for H-gas with $X_{\text{CNO}} = 0.01$. The conditions at the centers of the Sun and a star of $2M_{\odot}$ are indicated. (Reproduced from Kippenhahn & Weigert 1990. © Springer-Verlag Berlin Heidelberg 2012.)

Fusión de He (reacción triple- α)

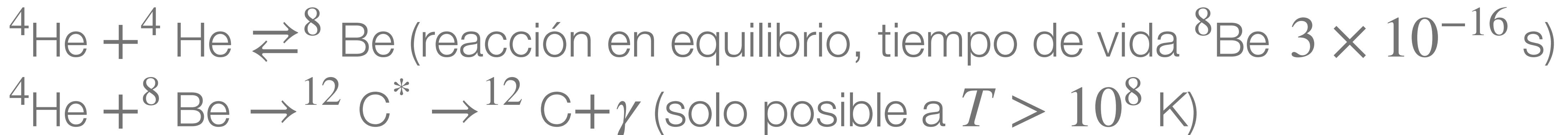


Fusión de He (reacción triple- α)



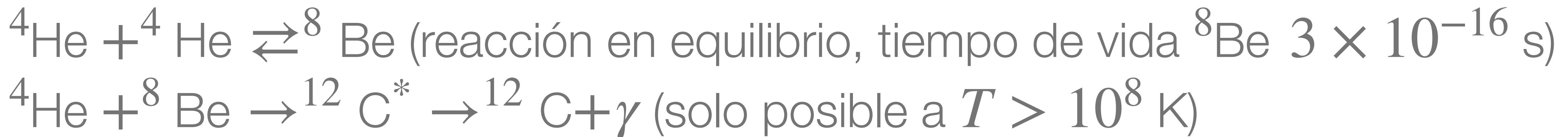
${}^{12}\text{C}$ tiene un nivel de resonancia cerca en el pico de Gamow de la reacción ${}^4\text{He} + {}^8\text{Be}$. Es decir, la ‘sección eficaz’ tiene un pico cerca de esa T

Fusión de He (reacción triple- α)



${}^{12}\text{C}$ tiene un nivel de resonancia cerca en el pico de Gamow de la reacción ${}^4\text{He} + {}^8\text{Be}$. Es decir, la ‘sección eficaz’ tiene un pico cerca de esa T

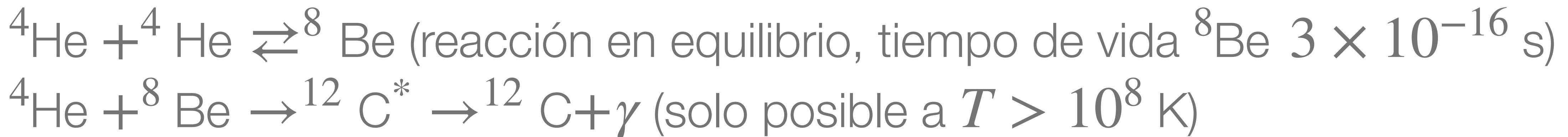
Fusión de He (reacción triple- α)



${}^{12}\text{C}$ tiene un nivel de resonancia cerca en el pico de Gamow de la reacción ${}^4\text{He} + {}^8\text{Be}$. Es decir, la ‘sección eficaz’ tiene un pico cerca de esa T

Al final del quemado de He, es posible capturar otro núcleo de He para producir

Fusión de He (reacción triple- α)

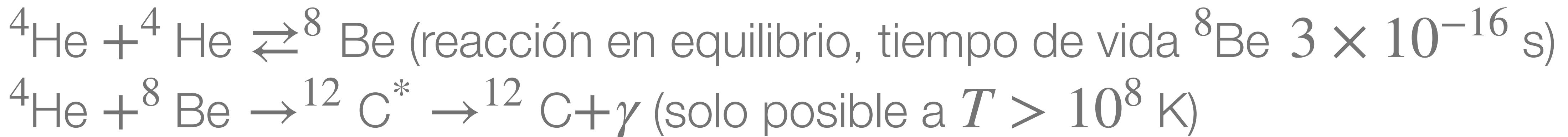


${}^{12}\text{C}$ tiene un nivel de resonancia cerca en el pico de Gamow de la reacción ${}^4\text{He} + {}^8\text{Be}$. Es decir, la ‘sección eficaz’ tiene un pico cerca de esa T

Al final del quemado de He, es posible capturar otro núcleo de He para producir



Fusión de He (reacción triple- α)



${}^{12}\text{C}$ tiene un nivel de resonancia cerca en el pico de Gamow de la reacción ${}^4\text{He} + {}^8\text{Be}$. Es decir, la ‘sección eficaz’ tiene un pico cerca de esa T

Al final del quemado de He, es posible capturar otro núcleo de He para producir

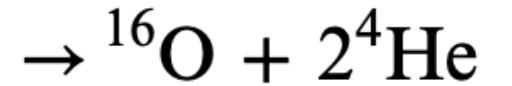
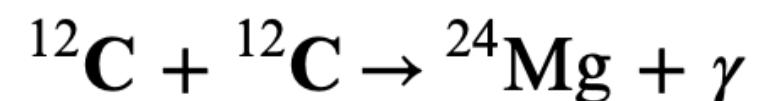


$$\epsilon \sim T^{40}$$

Fusión de C y O

Table 8.3. Reactions of C + C Fusion and O + O Fusion

at $T > 6 \times 10^8$ K

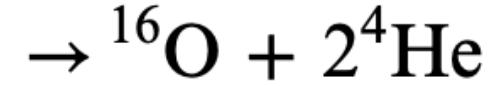
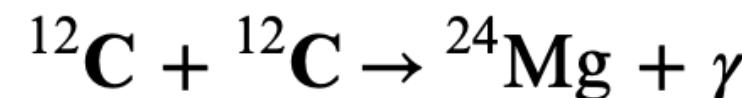


Productos: ^{16}O hasta ^{24}Mg

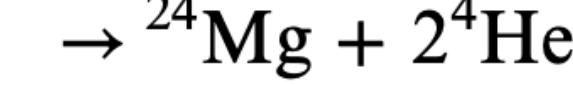
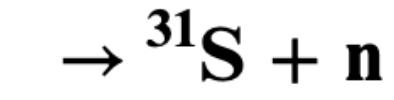
Fusión de C y O

Table 8.3. Reactions of C + C Fusion and O + O Fusion

at $T > 6 \times 10^8$ K



at $T > 1 \times 10^9$ K



Productos:

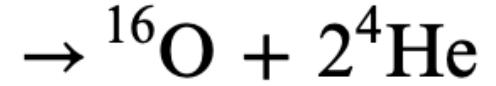
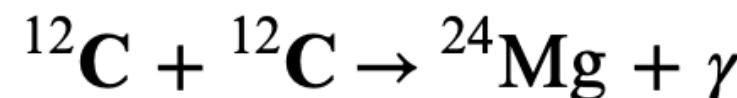
^{16}O hasta ^{24}Mg

^{24}Mg hasta ^{32}S

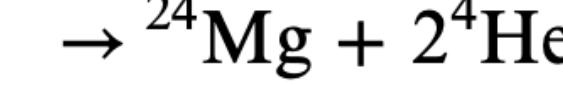
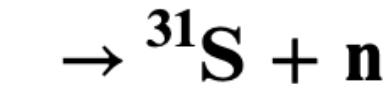
Fusión de C y O

Table 8.3. Reactions of C + C Fusion and O + O Fusion

at $T > 6 \times 10^8$ K

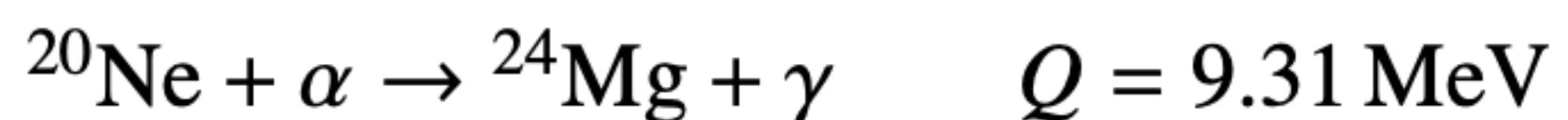


at $T > 1 \times 10^9$ K



Productos: ^{16}O hasta ^{24}Mg ^{24}Mg hasta ^{32}S

Quemado de Ne (un poco antes de ^{16}O , $\sim 1.5 \times 10^9$ K):



Neto: $2^{20}\text{Ne} \rightarrow ^{16}\text{O} + ^{24}\text{Mg}$

Quemado de Si

Quemado de Si

- La barrera de Coulomb para $^{28}\text{Si} + ^{28}\text{Si}$ es abrumadoramente alta.

Quemado de Si

- La barrera de Coulomb para $^{28}\text{Si} + ^{28}\text{Si}$ es abrumadoramente alta.
- Cuando $T \gtrsim 3 \times 10^9\text{K}$, el “quemado” de Si procede como una serie de reacciones de fotodesintegración (creando núcleos más ligeros), por ejemplo:

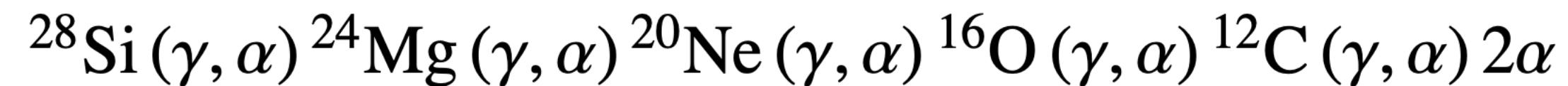
Quemado de Si

- La barrera de Coulomb para $^{28}\text{Si} + ^{28}\text{Si}$ es abrumadoramente alta.
- Cuando $T \gtrsim 3 \times 10^9\text{K}$, el “quemado” de Si procede como una serie de reacciones de fotodesintegración (creando núcleos más ligeros), por ejemplo:

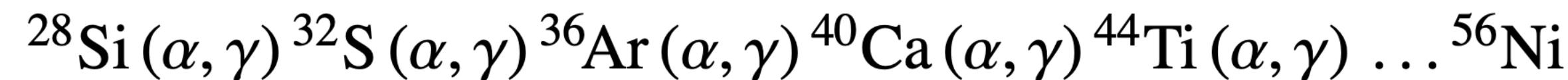


Quemado de Si

- La barrera de Coulomb para $^{28}\text{Si} + ^{28}\text{Si}$ es abrumadoramente alta.
- Cuando $T \gtrsim 3 \times 10^9\text{K}$, el “quemado” de Si procede como una serie de reacciones de fotodesintegración (creando núcleos más ligeros), por ejemplo:

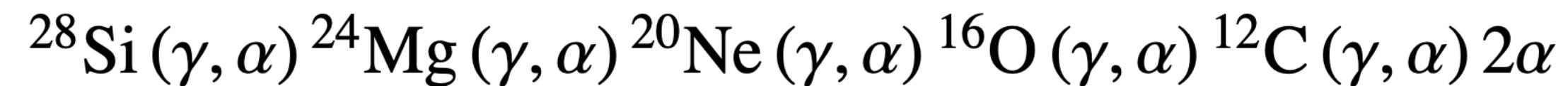


y captura de partículas α (creando núcleos más pesados)

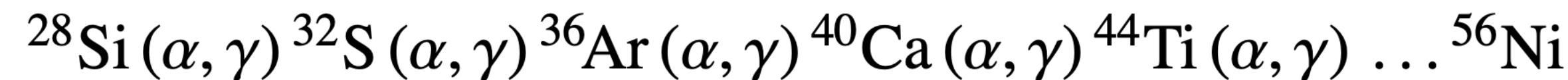


Quemado de Si

- La barrera de Coulomb para $^{28}\text{Si} + ^{28}\text{Si}$ es abrumadoramente alta.
- Cuando $T \gtrsim 3 \times 10^9\text{K}$, el “quemado” de Si procede como una serie de reacciones de fotodesintegración (creando núcleos más ligeros), por ejemplo:

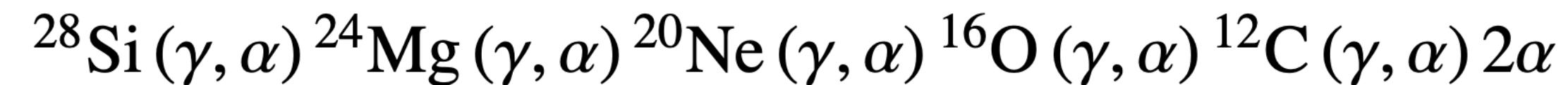


y captura de partículas α (creando núcleos más pesados)

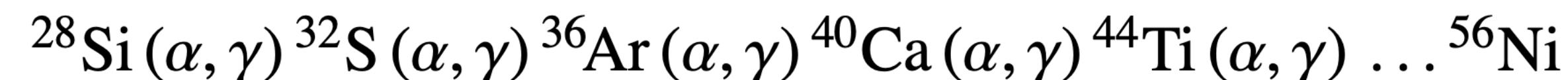


Quemado de Si

- La barrera de Coulomb para $^{28}\text{Si} + ^{28}\text{Si}$ es abrumadoramente alta.
- Cuando $T \gtrsim 3 \times 10^9\text{K}$, el “quemado” de Si procede como una serie de reacciones de fotodesintegración (creando núcleos más ligeros), por ejemplo:



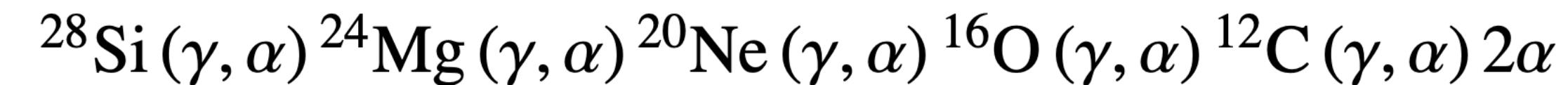
y captura de partículas α (creando núcleos más pesados)



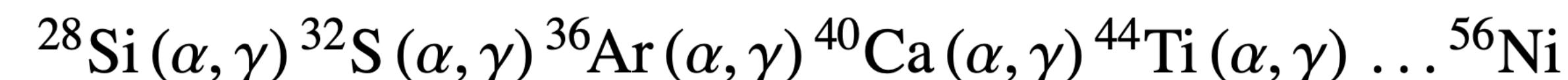
^{56}Ni es inestable y por decaimiento β^+ se vuelve $^{56}\text{Ni} \rightarrow ^{56}\text{Co} \rightarrow ^{56}\text{Fe}$

Quemado de Si

- La barrera de Coulomb para $^{28}\text{Si} + ^{28}\text{Si}$ es abrumadoramente alta.
- Cuando $T \gtrsim 3 \times 10^9\text{K}$, el “quemado” de Si procede como una serie de reacciones de fotodesintegración (creando núcleos más ligeros), por ejemplo:



y captura de partículas α (creando núcleos más pesados)



^{56}Ni es inestable y por decaimiento β^+ se vuelve $^{56}\text{Ni} \rightarrow ^{56}\text{Co} \rightarrow ^{56}\text{Fe}$

- La mayoría de la energía de estas reacciones escapa de la estrella en forma de neutrinos.

Resumen de las reacciones nucleares principales

Propiedades para una estrella de $15M_{\odot}$

Table 8.4. Summary of the Most Important Reaction Rates in Stars

Fuel	Process	T_{thresh} 10^6 K	Product	E_{net} MeV/nucl	T_c 10^6 K	L_{net}/L	Duration yr
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
H	p-p chain	4	He	6.55	—	—	—
H	CNO cycle	15	He	6.25	35	0.94	1.1×10^7
He	3- α fusion	100	C,O	0.61	180	0.96	2.0×10^6
C	C-fusion	600	Ne,Mg,Na,O	0.54	810	0.16	2.0×10^3
Ne	Ne photdis	900	O,Mg,Si		1600	5.3×10^{-4}	0.7
O	O-fusion	1000	S,Si,P,Mg	0.30	1900	8.2×10^{-5}	2.6
Si	Si nucl equil.	3000	Fe,Ni,Cr,Ti	<0.18	3300	5.8×10^{-7}	0.05

T_{central}
Frac. de E que se
mantiene en la estrella

Notes. **photdis** = photodisintegration. **nucl equil** = nuclear equilibrium = photodisintegration + capture of p, n, and He. Column (5) = energy generated per nucleon (He has 4 nucleons, C has 12 nucleons etc.). Columns (6), (7), and (8) refer to the evolution of a star of $15M_{\odot}$ (Based on Woosley & Janka 2005, and Maeder 2009).

Resumen de las reacciones nucleares principales

Propiedades para una estrella de $15M_{\odot}$

Table 8.4. Summary of the Most Important Reaction Rates in Stars

Fuel (1)	Process (2)	T_{thresh} 10^6 K (3)	Product (4)	E_{net} MeV/nucl (5)	T_c 10^6 K (6)	L_{net}/L (7)	Duration yr (8)
H	p-p chain	4	He	6.55	—	—	—
H	CNO cycle	15	He	6.25	35	0.94	1.1×10^7
He	3- α fusion	100	C,O	0.61	180	0.96	2.0×10^6
C	C-fusion	600	Ne,Mg,Na,O	0.54	810	0.16	2.0×10^3
Ne	Ne photdis	900	O,Mg,Si		1600	5.3×10^{-4}	0.7
O	O-fusion	1000	S,Si,P,Mg	0.30	1900	8.2×10^{-5}	2.6
Si	Si nucl equil.	3000	Fe,Ni,Cr,Ti	<0.18	3300	5.8×10^{-7}	0.05

T_{central}
Frac. de E que se
mantiene en la estrella

- La mayoría de la energía es perdida por neutrinos que escapan de la estrella
- Estrellas necesitan L_{rad} para mantener el equilibrio térmico e hidrostático
- como L_{net}/L es pequeño, la cantidad de energía producida es $L_{\text{rad}} \times (L_{\text{net}}/L)^{-1}$
- Fases más rápidas para mantener el equilibrio

Notes. **photdis** = photodisintegration. **nucl equil** = nuclear equilibrium = photodisintegration + capture of p, n, and He. Column (5) = energy generated per nucleon (He has 4 nucleons, C has 12 nucleons etc.). Columns (6), (7), and (8) refer to the evolution of a star of $15M_{\odot}$ (Based on Woosley & Janka 2005, and Maeder 2009).

Formación de elementos pesados por captura de n

Formación de elementos pesados por captura de n

- Neutrones libres pueden ser capturados por iones creando isótopos ricos en neutrones.

Formación de elementos pesados por captura de n

- Neutrones libres pueden ser capturados por iones creando isótopos ricos en neutrones.
- El resultado depende de la densidad de neutrones disponibles, el tiempo entre capturas consecutivas ($t_{capture}$) y el tiempo de decaimiento de núcleos inestables (t_{decay}).

Formación de elementos pesados por captura de n

- Neutrones libres pueden ser capturados por iones creando isótopos ricos en neutrones.
- El resultado depende de la densidad de neutrones disponibles, el tiempo entre capturas consecutivas ($t_{capture}$) y el tiempo de decaimiento de núcleos inestables (t_{decay}).

$t_{capture} > t_{decay}$: **slow-process** (captura de neutrones lenta)

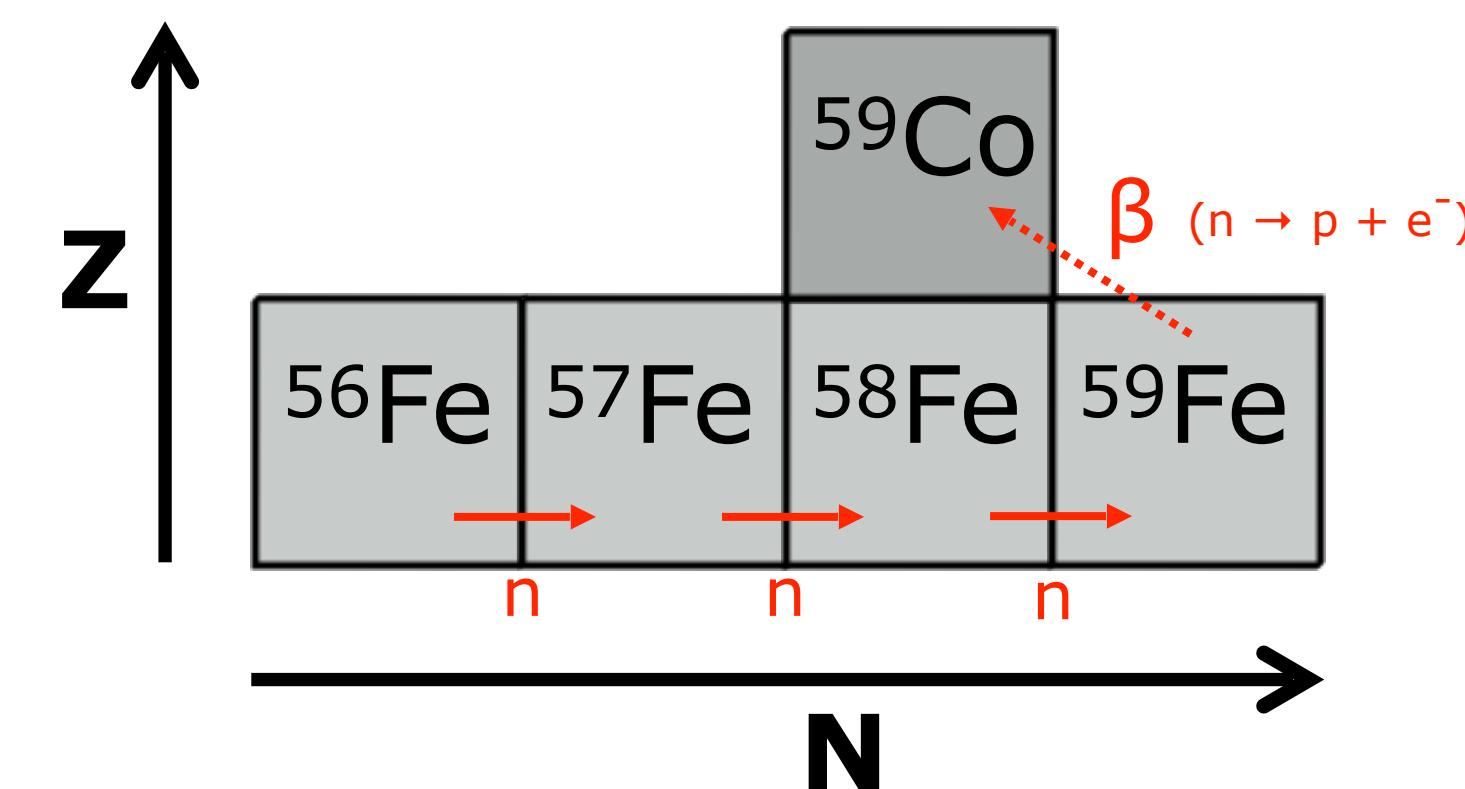
Formación de elementos pesados por captura de n

- Neutrones libres pueden ser capturados por iones creando isótopos ricos en neutrones.
- El resultado depende de la densidad de neutrones disponibles, el tiempo entre capturas consecutivas ($t_{capture}$) y el tiempo de decaimiento de núcleos inestables (t_{decay}).

$t_{capture} > t_{decay}$: **slow-process** (captura de neutrones lenta)

Una partícula captura neutrones hasta formar un isótopo inestable, el cual decae a uno estable mediante β^- .

Ejemplo: Zr, Sr, Ba, Pb



Formación de elementos pesados por captura de n

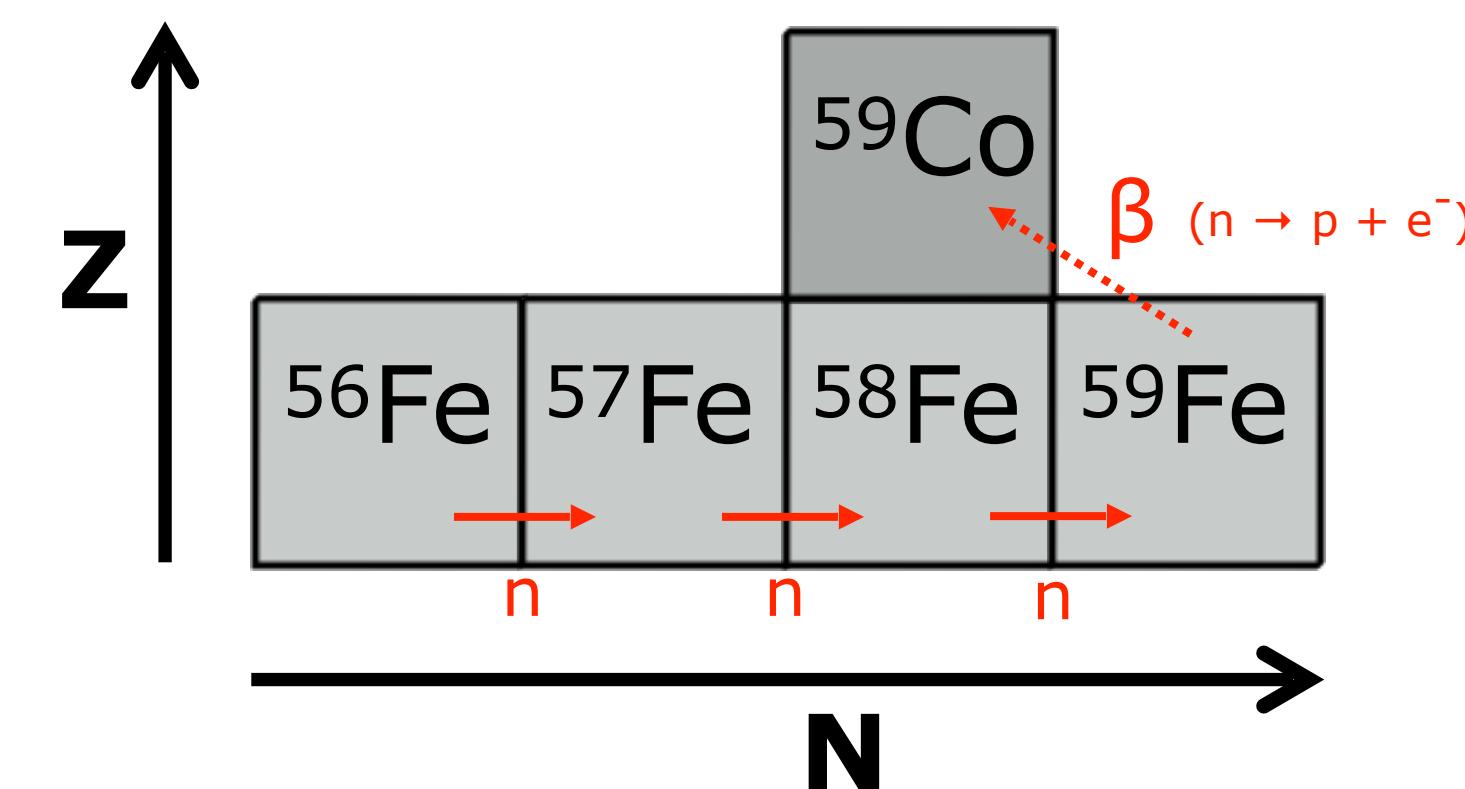
- Neutrones libres pueden ser capturados por iones creando isótopos ricos en neutrones.
- El resultado depende de la densidad de neutrones disponibles, el tiempo entre capturas consecutivas ($t_{capture}$) y el tiempo de decaimiento de núcleos inestables (t_{decay}).

$t_{capture} > t_{decay}$: **slow-process** (captura de neutrones lenta)

Una partícula captura neutrones hasta formar un isótopo inestable, el cual decae a uno estable mediante β^- .

Ejemplo: Zr, Sr, Ba, Pb

Común en: estrellas AGB



Formación de elementos pesados por captura de n

- Neutrones libres pueden ser capturados por iones creando isótopos ricos en neutrones.
- Resultado depende de la densidad de neutrones disponibles, el tiempo entre capturas consecutivas ($t_{capture}$) y el tiempo de decaimiento de núcleos inestables (t_{decay}).

$t_{capture} > t_{decay}$: **slow-process** (captura de neutrones lenta)

Formación de elementos pesados por captura de n

- Neutrones libres pueden ser capturados por iones creando isótopos ricos en neutrones.
- Resultado depende de la densidad de neutrones disponibles, el tiempo entre capturas consecutivas ($t_{capture}$) y el tiempo de decaimiento de núcleos inestables (t_{decay}).

$t_{capture} > t_{decay}$: **slow-process** (captura de neutrones lenta)

$t_{capture} < t_{decay}$: **rapid-process** (captura de neutrones rápida)

Formación de elementos pesados por captura de n

- Neutrones libres pueden ser capturados por iones creando isótopos ricos en neutrones.
- Resultado depende de la densidad de neutrones disponibles, el tiempo entre capturas consecutivas ($t_{capture}$) y el tiempo de decaimiento de núcleos inestables (t_{decay}).

$t_{capture} > t_{decay}$: **slow-process** (captura de neutrones lenta)

$t_{capture} < t_{decay}$: **rapid-process** (captura de neutrones rápida)

Isótopos inestables continúan capturando neutrones, creando especies super ricas en neutrones. Cuando la captura de neutrones se detiene, los isótopos sufren una serie de decaimientos β^- hasta ser estables.

Formación de elementos pesados por captura de n

- Neutrones libres pueden ser capturados por iones creando isótopos ricos en neutrones.
- Resultado depende de la densidad de neutrones disponibles, el tiempo entre capturas consecutivas ($t_{capture}$) y el tiempo de decaimiento de núcleos inestables (t_{decay}).

$t_{capture} > t_{decay}$: **slow-process** (captura de neutrones lenta)

$t_{capture} < t_{decay}$: **rapid-process** (captura de neutrones rápida)

Isótopos inestables continúan capturando neutrones, creando especies super ricas en neutrones. Cuando la captura de neutrones se detiene, los isótopos sufren una serie de decaimientos β^- hasta ser estables.

Ejemplo: Eu, Au, Xe, Pt

Formación de elementos pesados por captura de n

- Neutrones libres pueden ser capturados por iones creando isótopos ricos en neutrones.
- Resultado depende de la densidad de neutrones disponibles, el tiempo entre capturas consecutivas ($t_{capture}$) y el tiempo de decaimiento de núcleos inestables (t_{decay}).

$t_{capture} > t_{decay}$: **slow-process** (captura de neutrones lenta)

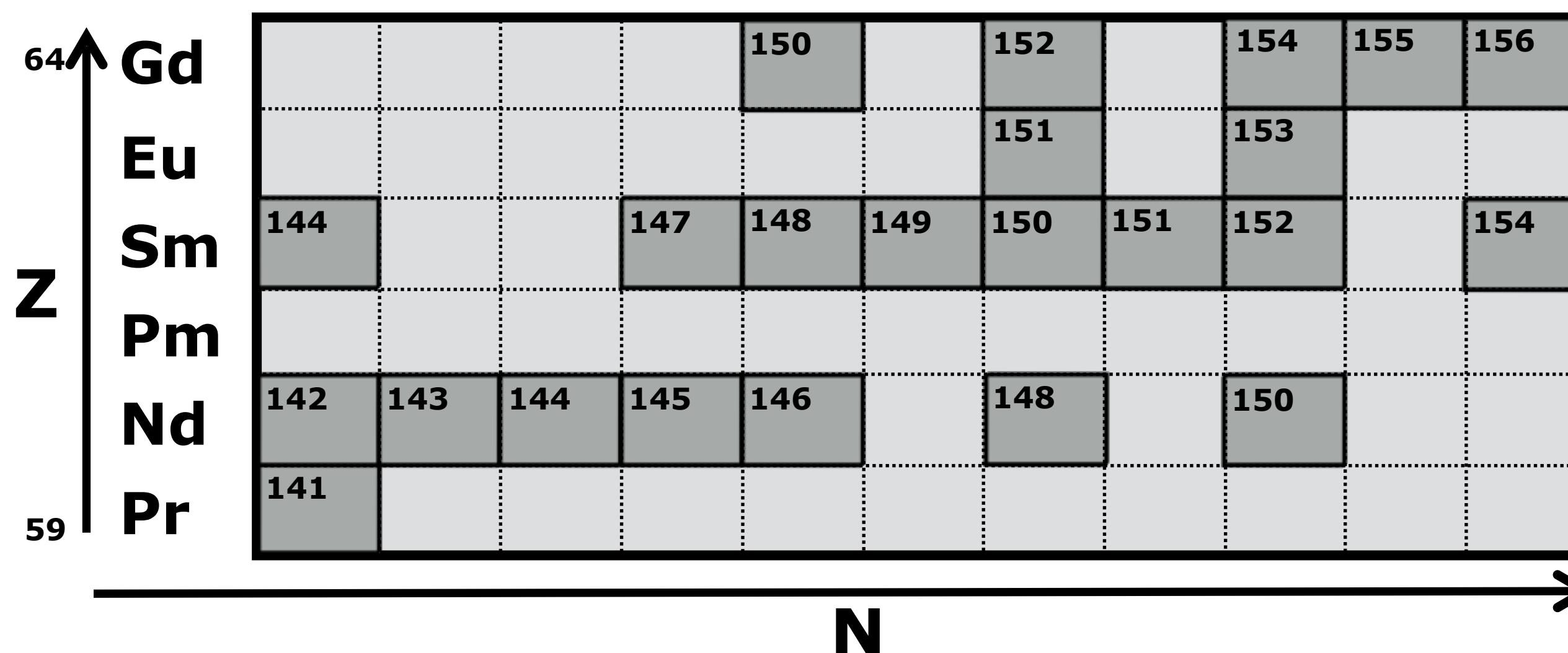
$t_{capture} < t_{decay}$: **rapid-process** (captura de neutrones rápida)

Isótopos inestables continúan capturando neutrones, creando especies super ricas en neutrones. Cuando la captura de neutrones se detiene, los isótopos sufren una serie de decaimientos β^- hasta ser estables.

Ejemplo: Eu, Au, Xe, Pt

Origen: SNe?, colisiones de estrellas de neutrones? ambos tienen pros/cons (area super activa de investigación!!!)

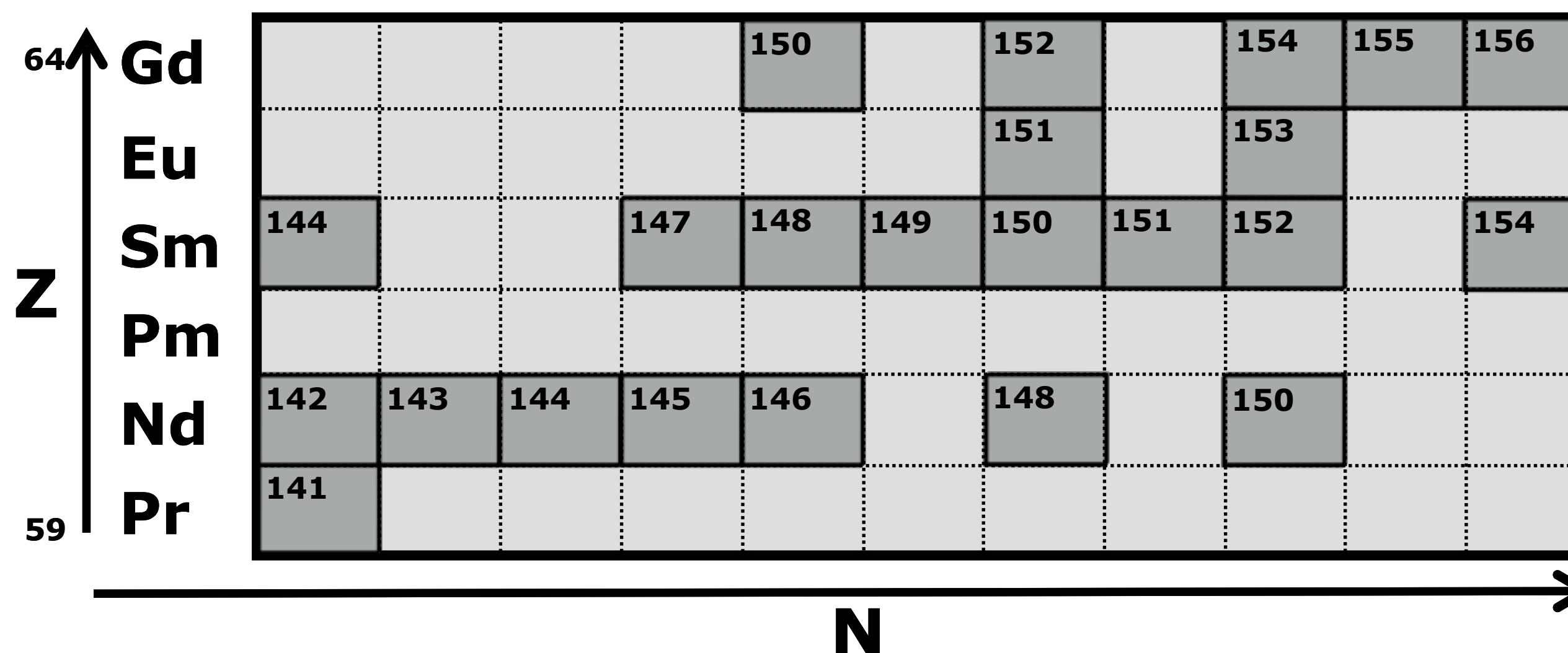
s-process and r-process



s-process and r-process



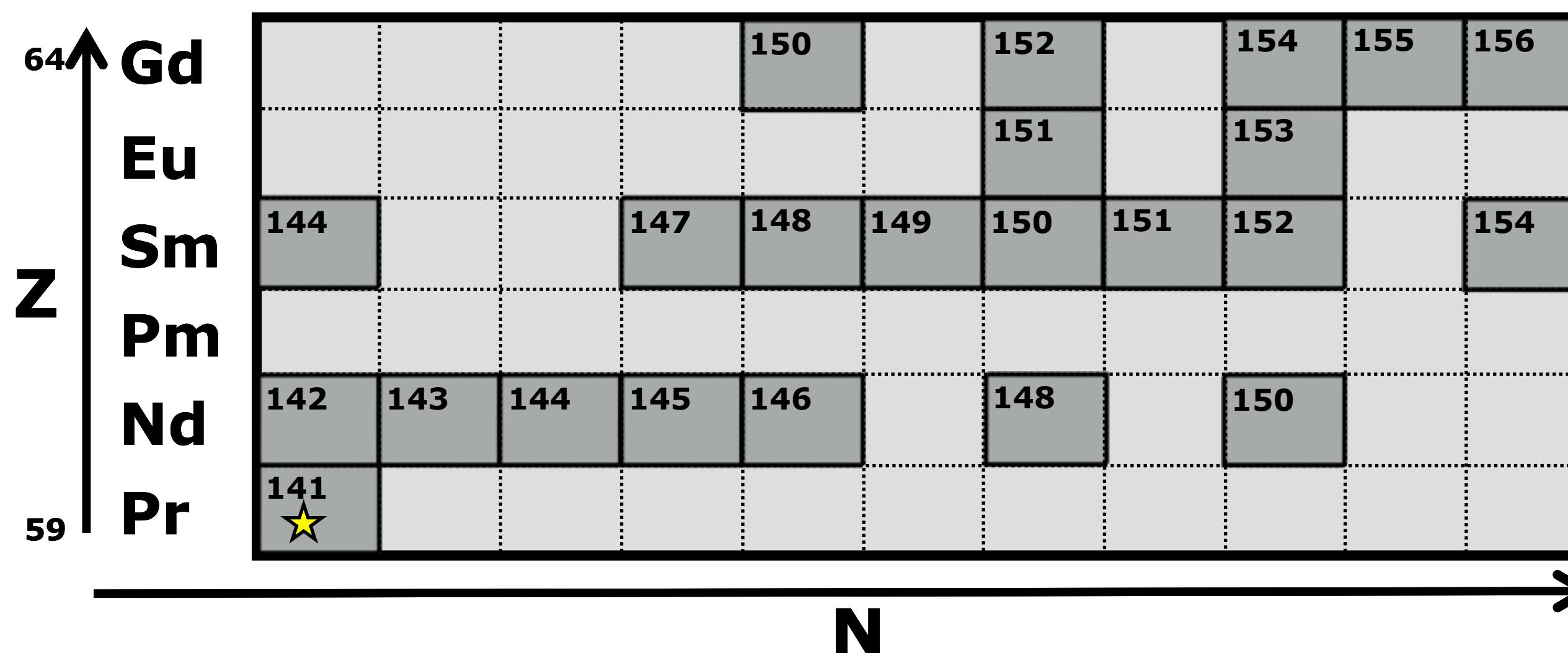
- stable isotopes



s-process and r-process



- stable isotopes



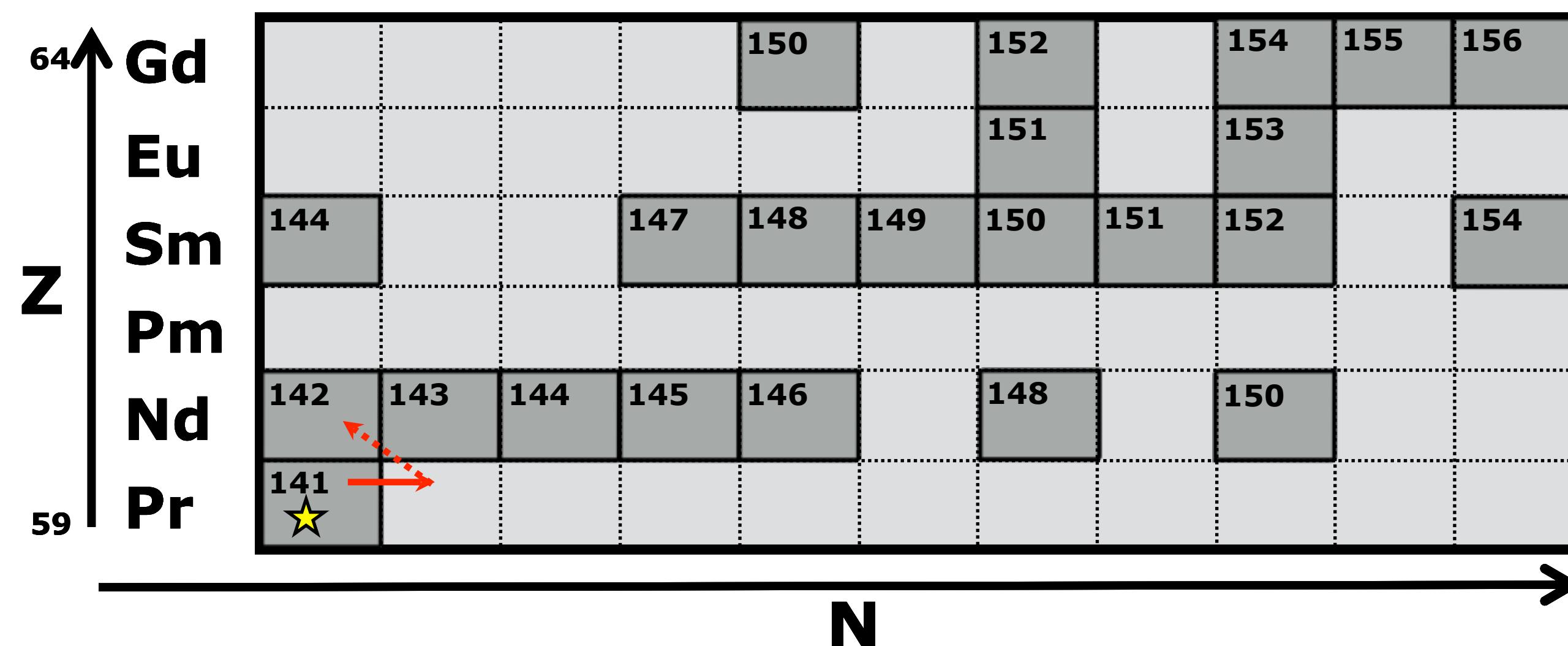
s-process and r-process



- stable isotopes



- s-process



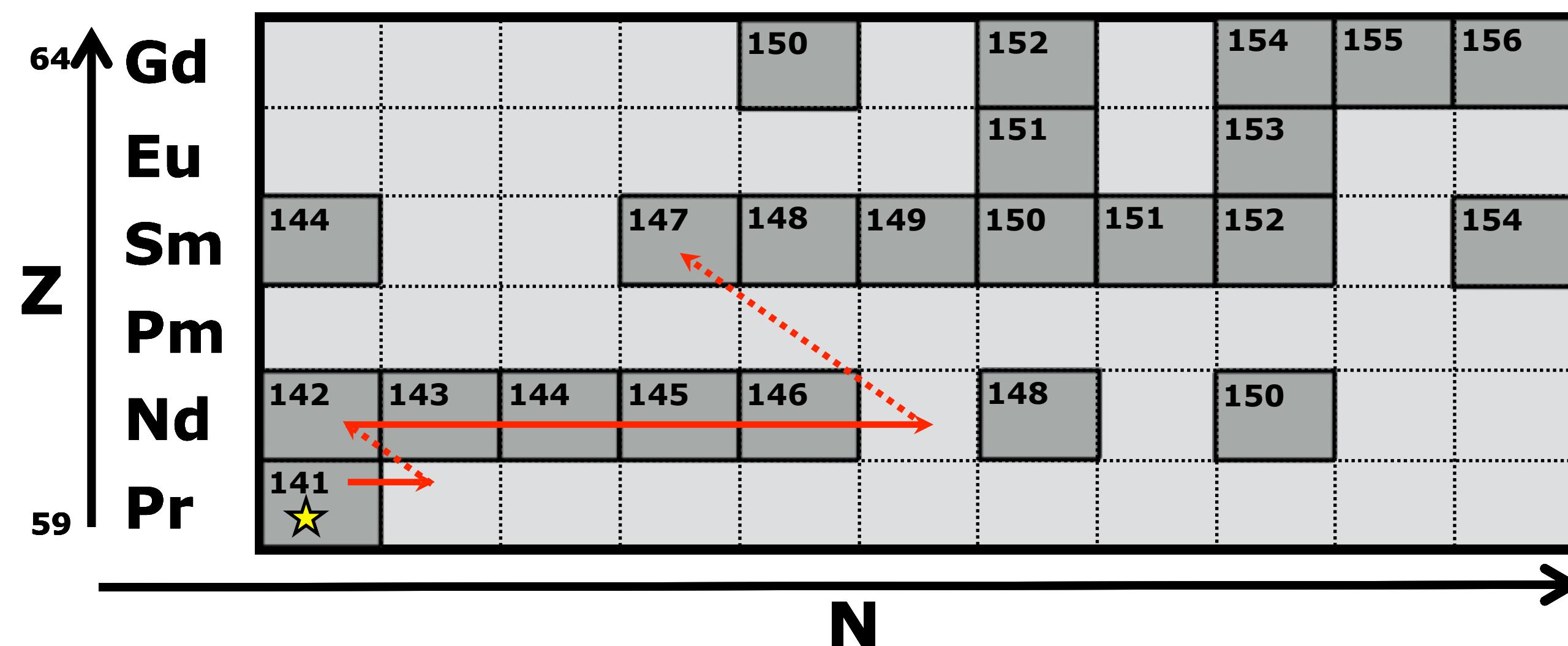
s-process and r-process



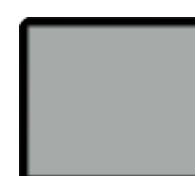
- stable isotopes



- s-process



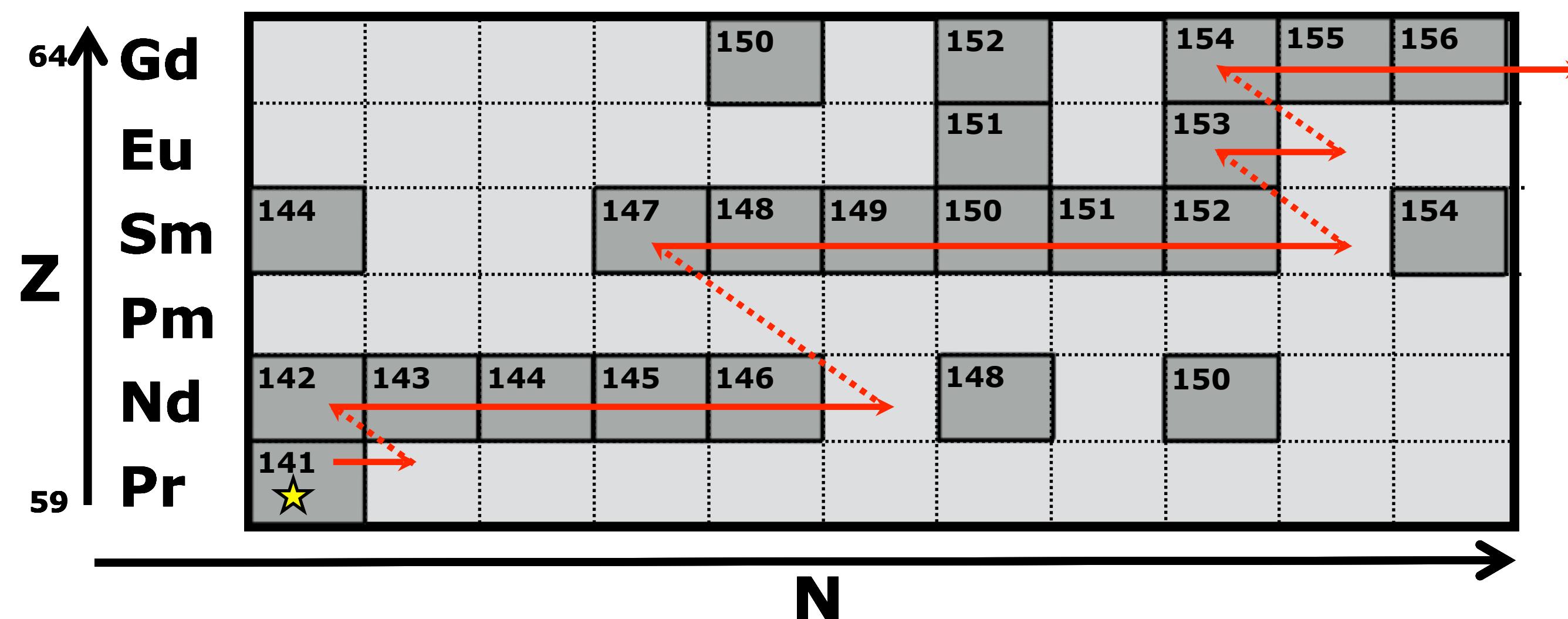
s-process and r-process



- stable isotopes



- s-process



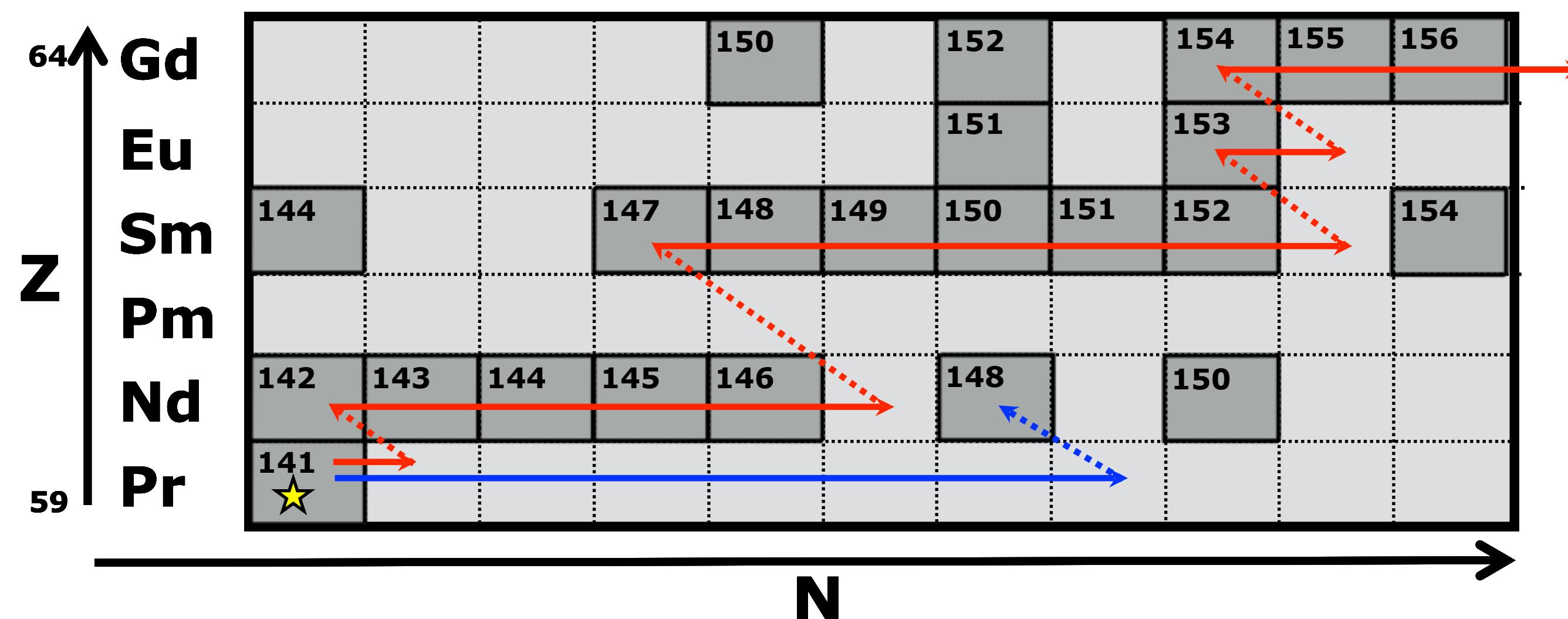
s-process and r-process



- stable isotopes



- s-process



s-process and r-process



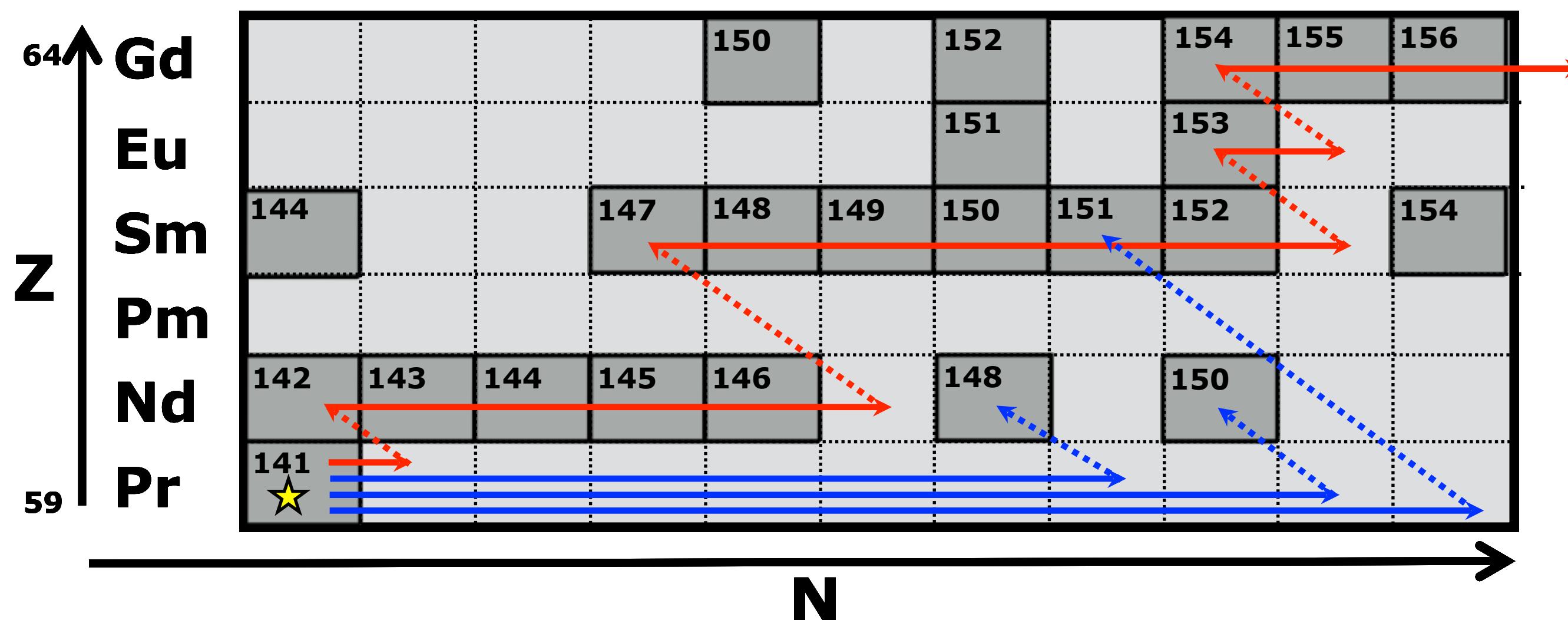
- stable isotopes



- s-process

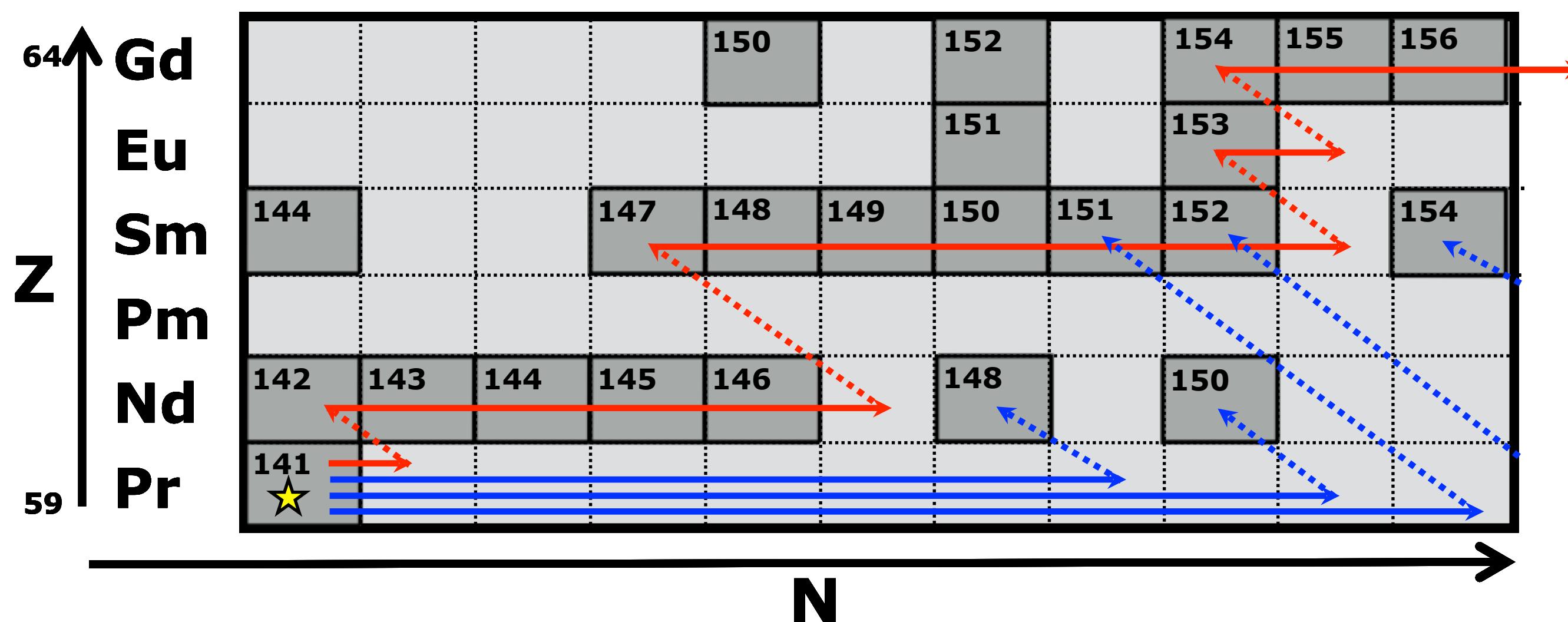


- r-process



s-process and r-process

- stable isotopes
- s-process
- r-process



s-process and r-process



- stable isotopes



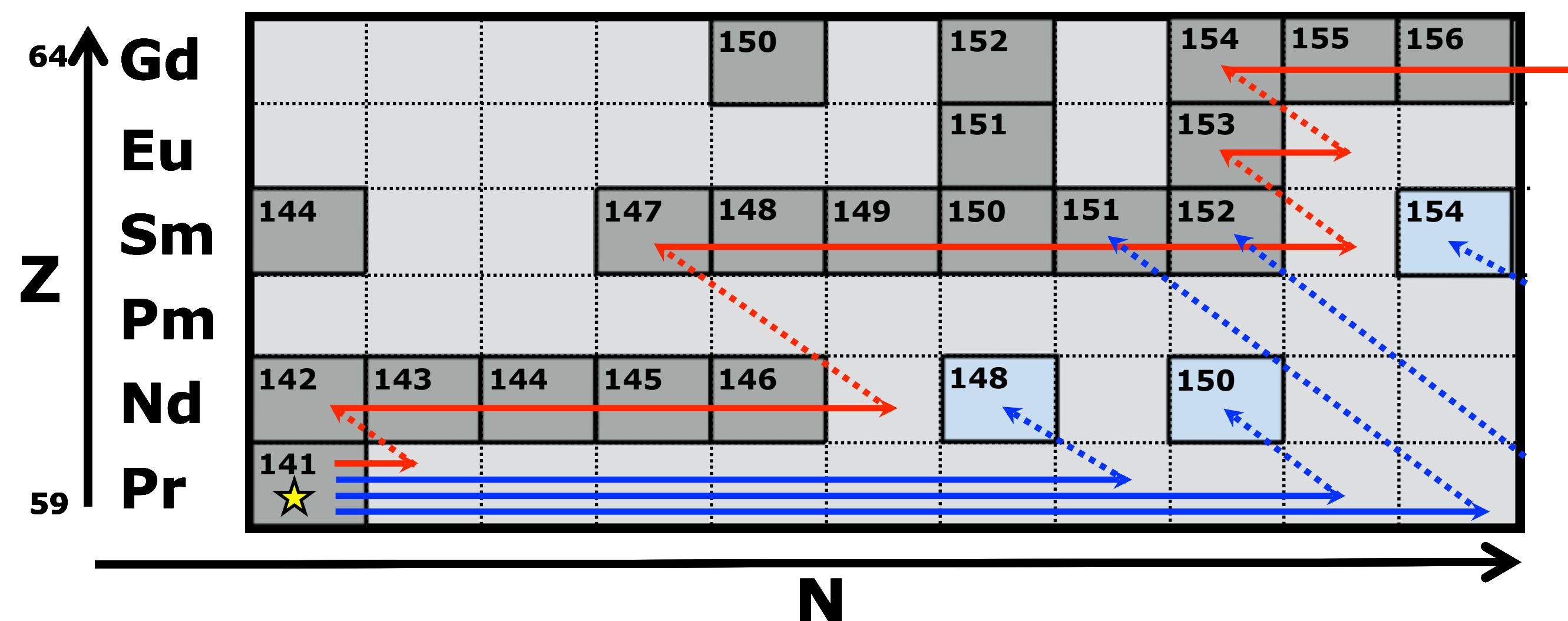
- r-process only



- s-process

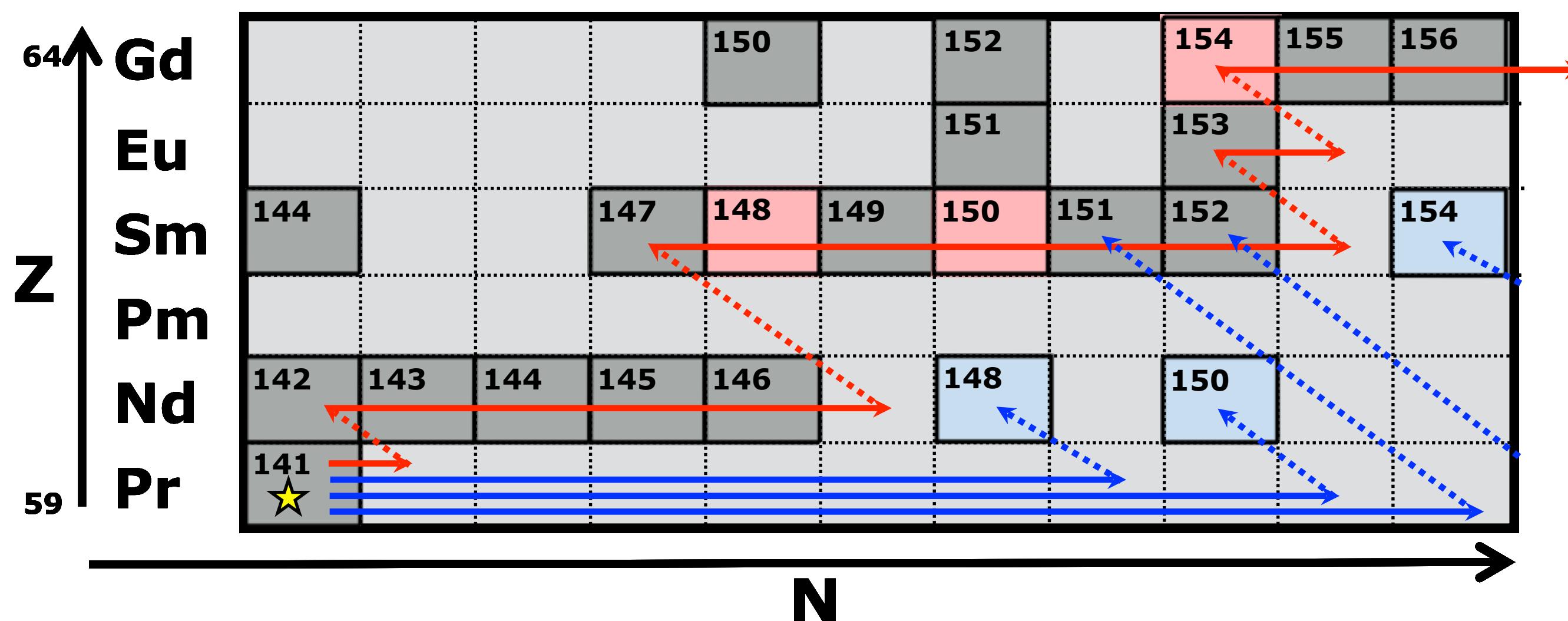


- r-process



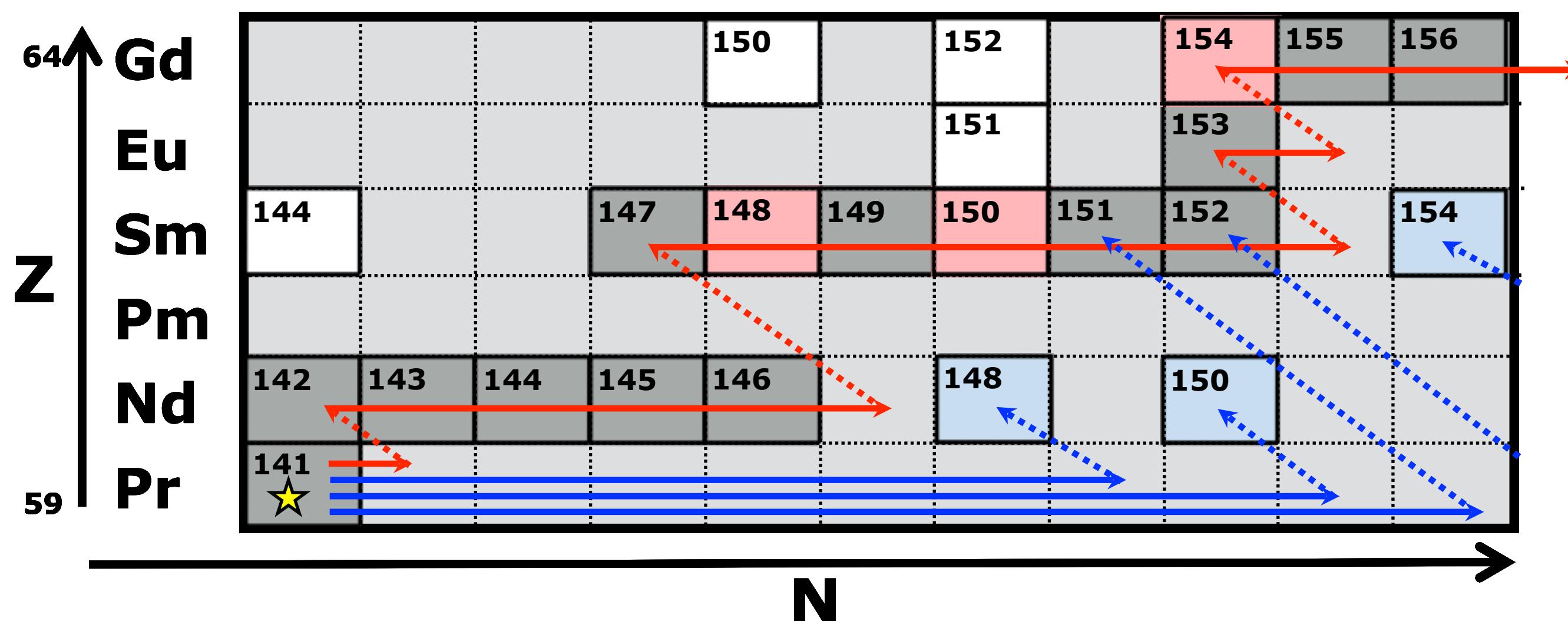
s-process and r-process

- stable isotopes
- r-process only
- s-process only
- - s-process
- - r-process



s-process and r-process

- stable isotopes
- s-process
- r-process
- r-process only
- s-process only
- neither process



Producción de pares

Producción de pares

Requiere T muy altas y densidades relativamente bajas

Producción de pares

Requiere T muy altas y densidades relativamente bajas

$$\gamma \rightarrow e^- + e^+ \text{ si } h\nu > 2m_e c^2$$

Producción de pares

Requiere T muy altas y densidades relativamente bajas

$$\gamma \rightarrow e^- + e^+ \text{ si } h\nu > 2m_e c^2$$

Debe ocurrir durante la interacción con un núcleo, ya que el momento y la energía se deben conservar.

Producción de pares

Requiere T muy altas y densidades relativamente bajas

$$\gamma \rightarrow e^- + e^+ \text{ si } h\nu > 2m_e c^2$$

Debe ocurrir durante la interacción con un núcleo, ya que el momento y la energía se deben conservar.

Tipicamente se da $k_B T \approx h\nu \approx 2m_e c^2$ ($T \sim 1.2 \times 10^{10}$ K)

Producción de pares

Requiere T muy altas y densidades relativamente bajas

$$\gamma \rightarrow e^- + e^+ \text{ si } h\nu > 2m_e c^2$$

Debe ocurrir durante la interacción con un núcleo, ya que el momento y la energía se deben conservar.

Tipicamente se da $k_B T \approx h\nu \approx 2m_e c^2$ ($T \sim 1.2 \times 10^{10}$ K)

Pero incluso a $T \sim 10^9$ K el # de fotones energéticos en la cola de la distribución de Planck es suficientemente larga para producir un # grande de pares e^-e^+

Producción de pares

Requiere T muy altas y densidades relativamente bajas

$$\gamma \rightarrow e^- + e^+ \text{ si } h\nu > 2m_e c^2$$

Debe ocurrir durante la interacción con un núcleo, ya que el momento y la energía se deben conservar.

Tipicamente se da $k_B T \approx h\nu \approx 2m_e c^2$ ($T \sim 1.2 \times 10^{10}$ K)

Pero incluso a $T \sim 10^9$ K el # de fotones energéticos en la cola de la distribución de Planck es suficientemente larga para producir un # grande de pares $e^- e^+$

Los pares creados tienden a aniquilarse rápidamente $e^- + e^+ \rightarrow 2\gamma$

Producción de pares

Requiere T muy altas y densidades relativamente bajas

$$\gamma \rightarrow e^- + e^+ \text{ si } h\nu > 2m_e c^2$$

Debe ocurrir durante la interacción con un núcleo, ya que el momento y la energía se deben conservar.

Tipicamente se da $k_B T \approx h\nu \approx 2m_e c^2$ ($T \sim 1.2 \times 10^{10}$ K)

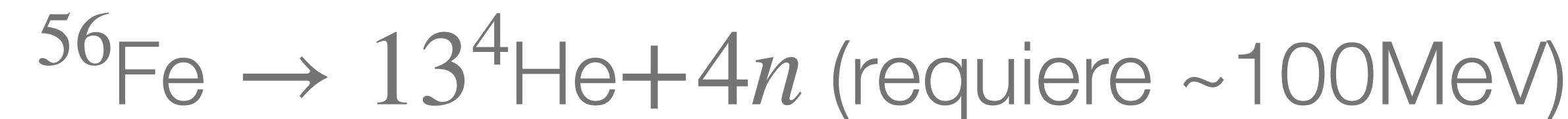
Pero incluso a $T \sim 10^9$ K el # de fotones energéticos en la cola de la distribución de Planck es suficientemente larga para producir un # grande de pares $e^- e^+$

Los pares creados tienden a aniquilarse rápidamente $e^- + e^+ \rightarrow 2\gamma$

Efectos similares a los de ionización: aumento en $T \rightarrow$ aumenta # partículas a expensas de la energía de los fotones (y presión)

Fotodesintegración de Fe

- Si las temperaturas son lo suficientemente altas, ni siquiera el Fe sobrevive la fotodesintegración



(prácticamente se revierte todo el proceso de nucleosíntesis)

Resumen 1/2

Resumen 1/2

- La fusión nuclear en estrellas es posible gracias al efecto túnel (atraviesa la barrera de Coulomb). La combinación de la distribución de energía de los núcleos y el efecto túnel producen el pico de Gamow donde fusión es eficiente.

Resumen 1/2

- La fusión nuclear en estrellas es posible gracias al efecto túnel (atraviesa la barrera de Coulomb). La combinación de la distribución de energía de los núcleos y el efecto túnel producen el pico de Gamow donde fusión es eficiente.
- $T \lesssim 10^7 \text{ K}$ la fusión de H se da por la cadena pp. Mientras que para temperaturas mayores ocurre por el ciclo CNO. El cual cambia las abundancias relativas de C/N.

Resumen 1/2

- La fusión nuclear en estrellas es posible gracias al efecto túnel (atraviesa la barrera de Coulomb). La combinación de la distribución de energía de los núcleos y el efecto túnel producen el pico de Gamow donde fusión es eficiente.
- $T \lesssim 10^7 \text{ K}$ la fusión de H se da por la cadena pp. Mientras que para temperaturas mayores ocurre por el ciclo CNO. El cual cambia las abundancias relativas de C/N.
- Cada reacción sucesiva tiene una barrera de Coulomb más alta debido a una mayor carga en el núcleo. Lo que requiere una T_c mayor.

Resumen 1/2

- La fusión nuclear en estrellas es posible gracias al efecto túnel (atraviesa la barrera de Coulomb). La combinación de la distribución de energía de los núcleos y el efecto túnel producen el pico de Gamow donde fusión es eficiente.
- $T \lesssim 10^7 \text{ K}$ la fusión de H se da por la cadena pp. Mientras que para temperaturas mayores ocurre por el ciclo CNO. El cual cambia las abundancias relativas de C/N.
- Cada reacción sucesiva tiene una barrera de Coulomb más alta debido a una mayor carga en el núcleo. Lo que requiere una T_c mayor.
- Cada reacción sucesiva es más sensible a T (e.g. $\epsilon \sim T^4$ para la cadena pp, $\epsilon \sim T^{18}$ para el ciclo CNO, $\epsilon \sim T^{40}$ triple- α)

Resumen 1/2

- La fusión nuclear en estrellas es posible gracias al efecto túnel (atraviesa la barrera de Coulomb). La combinación de la distribución de energía de los núcleos y el efecto túnel producen el pico de Gamow donde fusión es eficiente.
- $T \lesssim 10^7 \text{ K}$ la fusión de H se da por la cadena pp. Mientras que para temperaturas mayores ocurre por el ciclo CNO. El cual cambia las abundancias relativas de C/N.
- Cada reacción sucesiva tiene una barrera de Coulomb más alta debido a una mayor carga en el núcleo. Lo que requiere una T_c mayor.
- Cada reacción sucesiva es más sensible a T (e.g. $\epsilon \sim T^4$ para la cadena pp, $\epsilon \sim T^{18}$ para el ciclo CNO, $\epsilon \sim T^{40}$ triple- α)
- Cada reacción sucesiva produce menos energía -> tasa de reacción debe aumentar para generar la luminosidad necesaria para mantener la estrella en equilibrio térmico e hidrostático -> cada fase de fusión es más corta.

Resumen 2/2

Resumen 2/2

- A $T \gtrsim 10^9$ K los neutrones se llevan una fracción importante de la energía. Esto reduce la disponible dentro de la estrella lo que acelera su evolución.

Resumen 2/2

- A $T \gtrsim 10^9$ K los neutrones se llevan una fracción importante de la energía. Esto reduce la disponible dentro de la estrella lo que acelera su evolución.
- A $T \gtrsim 1.5 \times 10^9$ K elementos pesados son destruidos por fotodesintegración. -> Resulta en una mezcla de núcleos pesados, livianos, que forman elementos del grupo de Fe (Fe, Cr, Ni Ti) mediante captura de partículas α .

Resumen 2/2

- A $T \gtrsim 10^9$ K los neutrones se llevan una fracción importante de la energía. Esto reduce la disponible dentro de la estrella lo que acelera su evolución.
- A $T \gtrsim 1.5 \times 10^9$ K elementos pesados son destruidos por fotodesintegración. -> Resulta en una mezcla de núcleos pesados, livianos, que forman elementos del grupo de Fe (Fe, Cr, Ni Ti) mediante captura de partículas α .
- Elementos más pesados que Fe, se forman por captura de neutrones. Dependiendo de la densidad de neutrones puede ocurrir por el proceso lento o rápido (s-/r-)