

CTE II - Origen del Universo III

Origen de los Elementos

Cecilia Mateu

Instituto de Física, Facultad de Ciencias
Universidad de la República


Ecuaciones de Friedmann

- Las fluctuaciones del CMB muestran que **$k=0$ (el Universo es plano)**
- Las SNIa muestran que la expansión es acelerada
- Éstos dos hechos no son posibles simultáneamente en el modelo de Einstein-deSitter (sólo gravedad, sin constante cosmológica)
- Por lo tanto la **constante cosmológica debe ser no nula para explicarlos!**
 - El término que corresponde a la constante cosmológica es el que denominamos ***energía oscura***
 - ***éste es el término responsable de la aceleración de la expansión***

$$\left(\frac{\dot{R}}{R}\right)^2 = \frac{8}{3}\pi G\rho - \frac{1}{3}\Lambda c^2 - \frac{kc^2}{R^2}$$

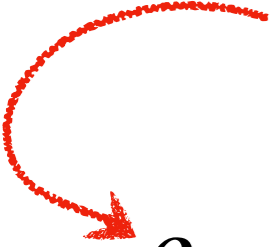
Densidad Crítica

$$H^2 - \frac{8\pi G}{3}\rho - \frac{1}{3}\Lambda c^2 = -\frac{kc^2}{R^2}$$

• Notar que $\frac{\dot{R}}{R} = H$ 

- Vamos a reescribirla para que quede adimensional, dividiendo entre H^2 :

$$1 - \frac{8\pi G}{3H^2}\rho - \frac{1\Lambda c^2}{3H^2} = -\frac{kc^2}{RH^2}$$



$$\rho_{crit} = \frac{3H^2}{8\pi G}$$

- Definimos la densidad crítica ρ_{crit} como la densidad necesaria para tener un Universo plano ($k=0$) *en ausencia de constante cosmológica*

Parámetro de Densidad

- Teníamos

$$\left(\frac{\dot{R}}{R}\right)^2 - \frac{8\pi G}{3}\rho - \frac{1}{3}\Lambda c^2 = -\frac{kc^2}{R^2}$$

- reescrito como:

$$1 - \frac{\rho}{\rho_{crit}} - \frac{1\Lambda c^2}{3H^2} = -\frac{kc^2}{RH^2}$$

este término es una **densidad** (adimensional) de **materia gravitatoria**

análogamente, el término asociado a la constante cosmológica lo definimos como **densidad de energía oscura**

- así tenemos que

$$1 - (\Omega_M + \Omega_\Lambda) = -\frac{kc^2}{RH^2}$$

Parámetro de Densidad

$$1 - (\Omega_M + \Omega_\Lambda) = -\frac{kc^2}{RH^2}$$

- pero vimos que las anisotropías del Fondo Cósmico de Microondas dan que $k=0$, así:

$$1 - (\Omega_M + \Omega_\Lambda) = 0$$

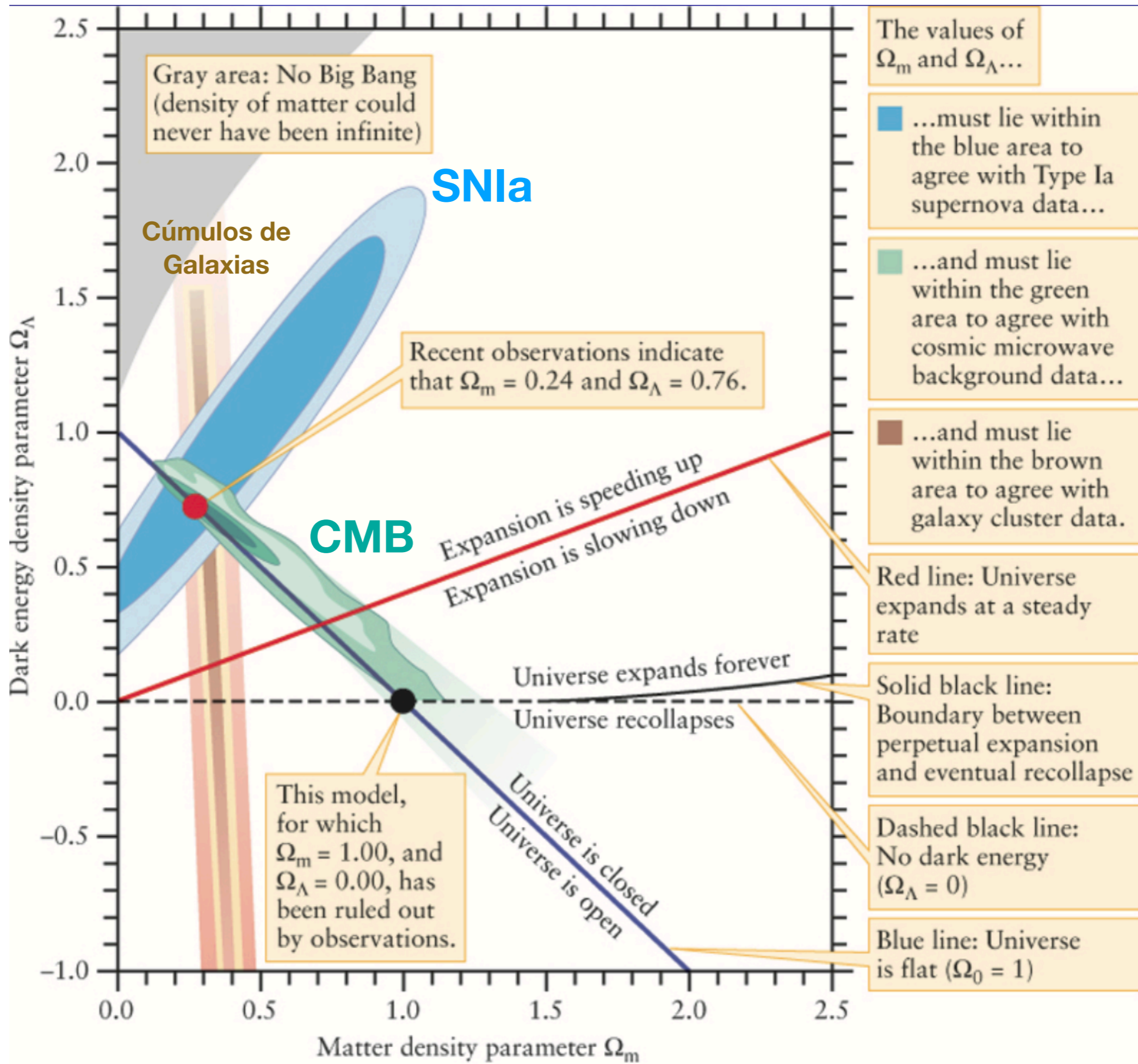
- Entonces $k = 0 \implies (\Omega_M + \Omega_\Lambda) = 1$

Midiendo Ω_M esto nos permitiría deducir cuánto debe valer Ω_Λ

$$\Omega_M = \frac{\rho}{\rho_{crit}} = \frac{\rho}{\frac{3H^2}{8\pi G}}$$

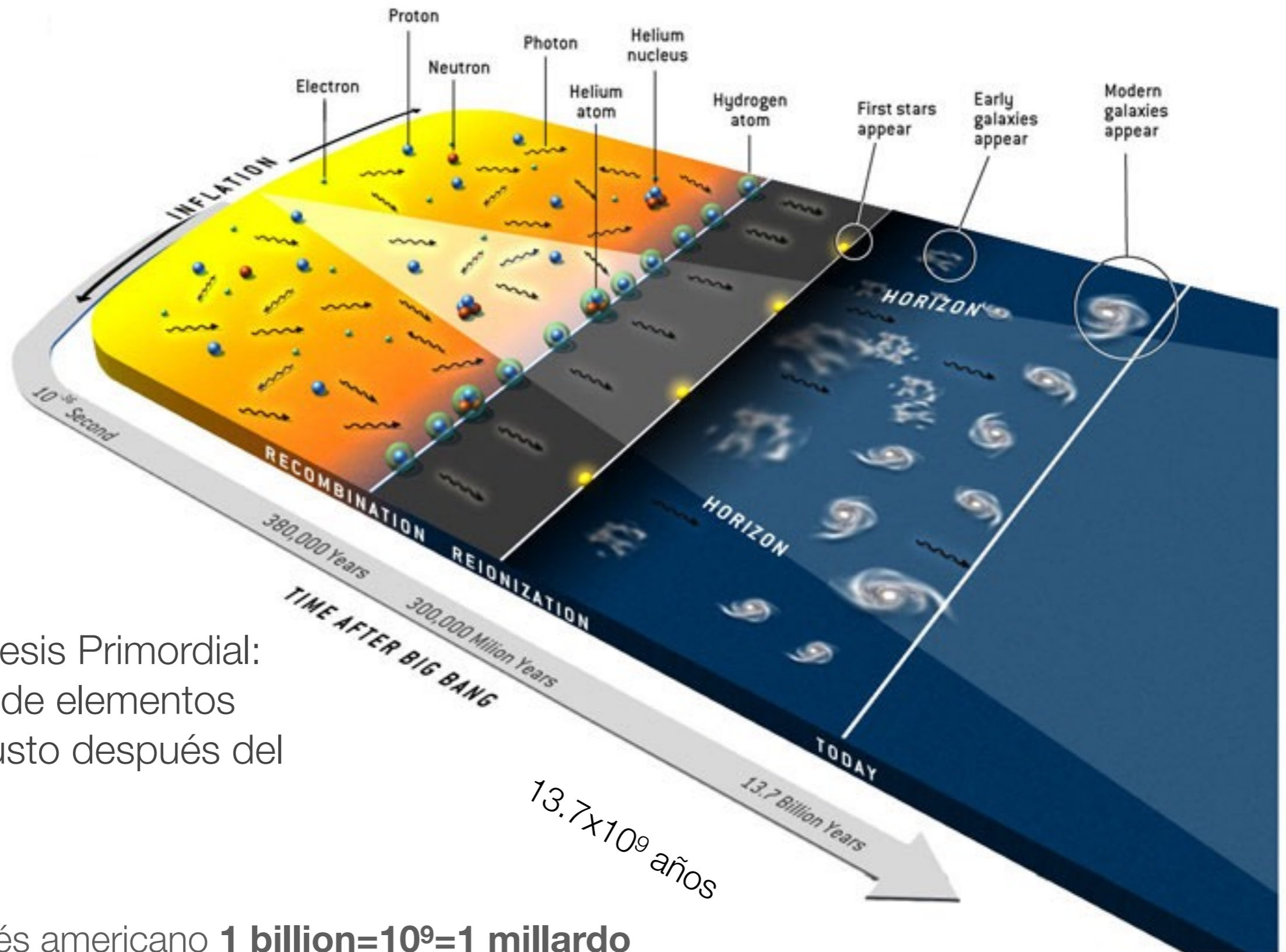
Parámetro de Densidad

- También en base al análisis de las anisotropías del CMB (picos de orden superior), se obtiene que $\Omega_M = 0.3$ (medido por primera vez con WMAP)
- Entonces $\Omega_\Lambda = 0.7$
- Las medidas de Ω_M en diferentes escenarios astrofísicos (e.g. cúmulos de galaxias) son consistentes => confirma que “omega materia” sola no alcanza para describir la evolución del Universo (*ya lo sabíamos desde a partir de la expansión acelerada, pero nunca está demás chequear...*)
- **Conclusiones:**
 - Vivimos en un Universo plano, que se expande aceleradamente
 - La densidad de materia *gravitatoria* explica sólo el ~30% de la densidad de energía en el Universo ($\Omega_M = 0.3$ y $\Omega_\Lambda = 0.7$)
 - La constante cosmológica (**energía oscura**) es necesaria para explicar la aceleración de la expansión



Nucleosíntesis Primordial

Del Big Bang a $z=0$

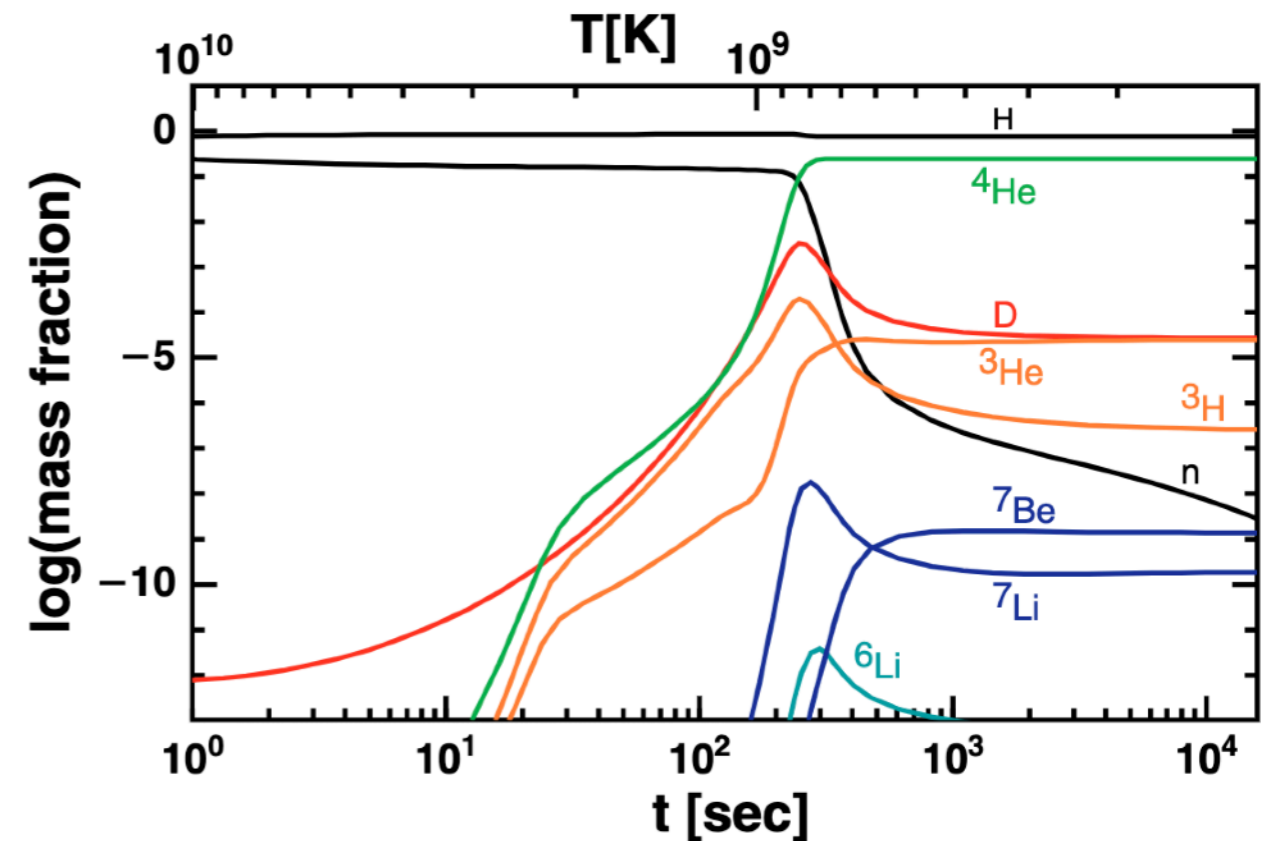


Nucleosíntesis Primordial:
formación de elementos
pesados justo después del
Big Bang

Ojo: en inglés americano **1 billion**= 10^9 =**1 millardo**
en español 1 billón/billion= 10^{12})

Nucleosíntesis Primordial

- Inicialmente ($t=1$ s después del Big Bang) sólo existen protones, neutrones, electrones, neutrinos y radiación (fotones)
- durante los primeros 3min la Temperatura es muy alta ($T > 10^9$ K), lo suficiente para que ocurran reacciones de fusión nuclear
- Los protones y neutrones se combinan rápidamente formando Deuterio ($D = {}^2\text{H}$) que reacciona rápidamente para formar He^4 y He^3
- Mientras esto ocurre, la Temperatura va decayendo por consecuencia de la expansión

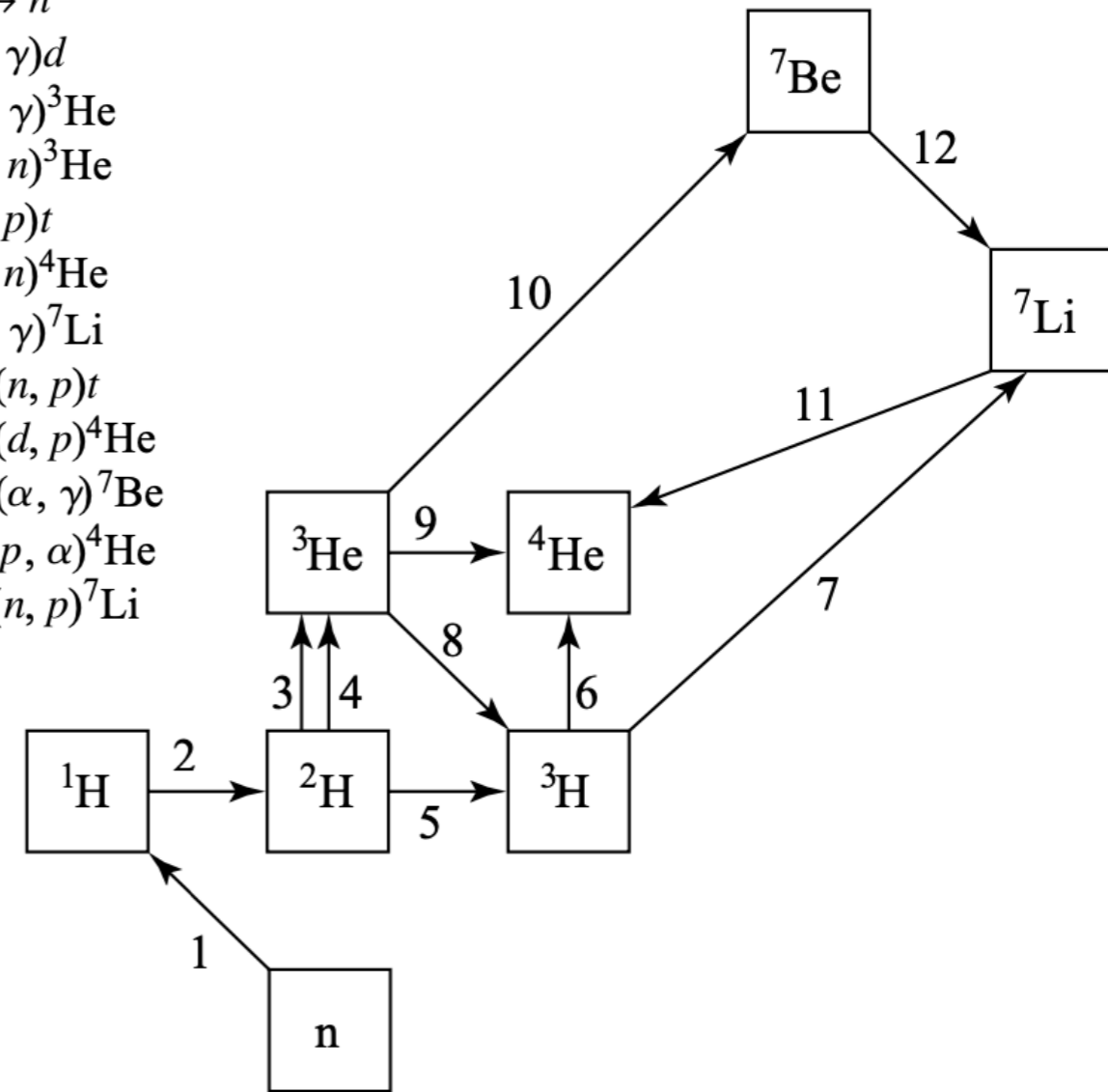


- además, al no haber isótopos estables con $A=5$, se detiene abruptamente la fusión
- Por debajo de $\sim 10^9$ K deja de ocurrir la reacción, se estabiliza la abundancia de ${}^4\text{He}$

Nucleosíntesis Primordial

- ¿Cuánto He se formó?
- Depende del cociente del número de neutrones y protones
 - éste último depende del tiempo de decaimiento del neutrón libre ($877\text{s} = 14.6\text{min}$)
 - y de la tasa de expansión, que determina qué tan rápido se enfría la radiación

1. $p \leftrightarrow n$
2. $p(n, \gamma)d$
3. $d(p, \gamma)^3\text{He}$
4. $d(d, n)^3\text{He}$
5. $d(d, p)t$
6. $t(d, n)^4\text{He}$
7. $t(\alpha, \gamma)^7\text{Li}$
8. $^3\text{He}(n, p)t$
9. $^3\text{He}(d, p)^4\text{He}$
10. $^3\text{He}(\alpha, \gamma)^7\text{Be}$
11. $^7\text{Li}(p, \alpha)^4\text{He}$
12. $^7\text{Be}(n, p)^7\text{Li}$

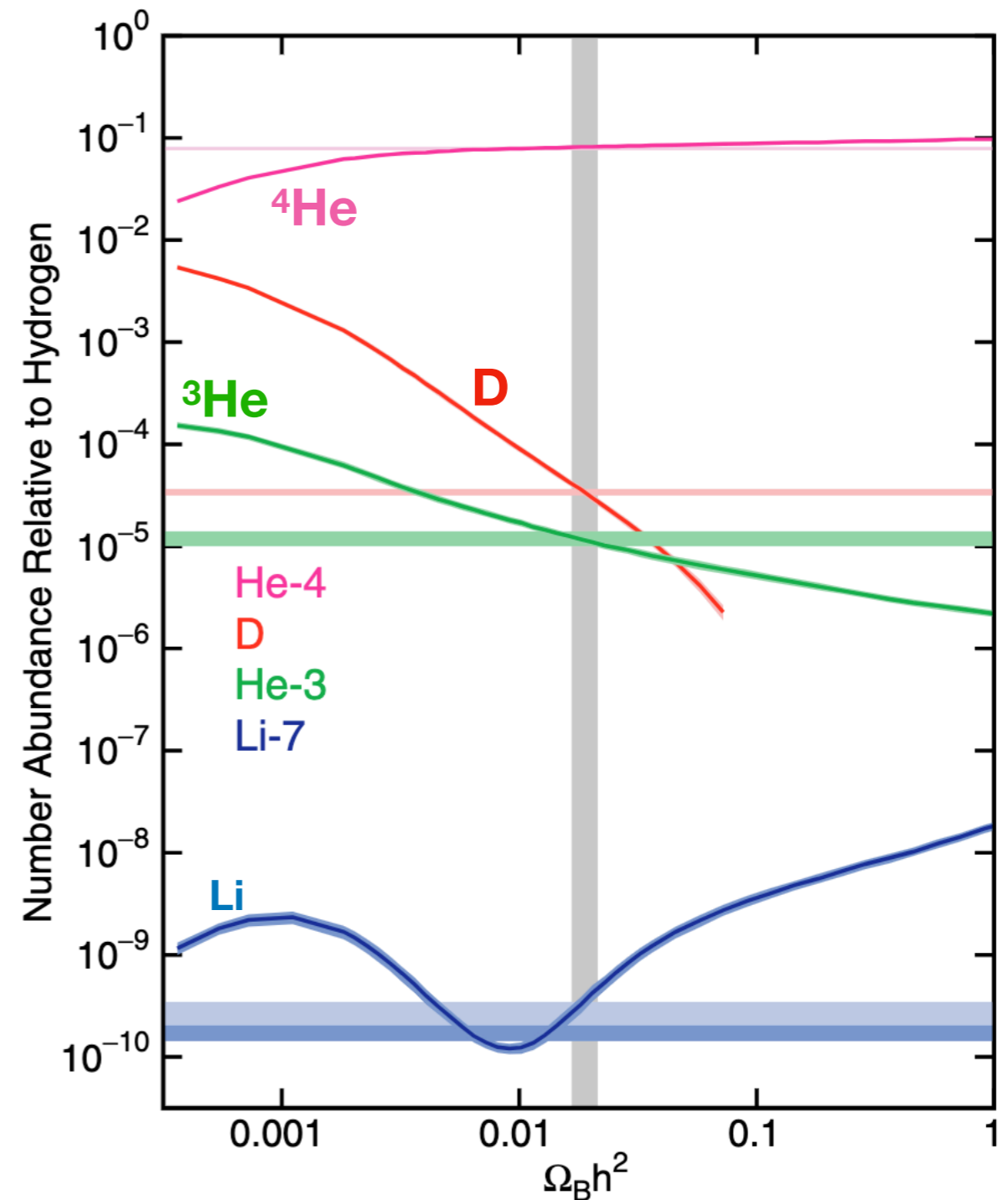


- cuando comienza la fusión de D en He había $\sim 7p$ por cada n . Prácticamente todos los n disponibles terminan en un núcleo de ^4He . Así, la abundancia Y de He debe ser:

$$Y = \frac{2n_n}{n_n + n_p} = \frac{2n_n}{2n_n + 7 * n_n} \sim 0.22$$

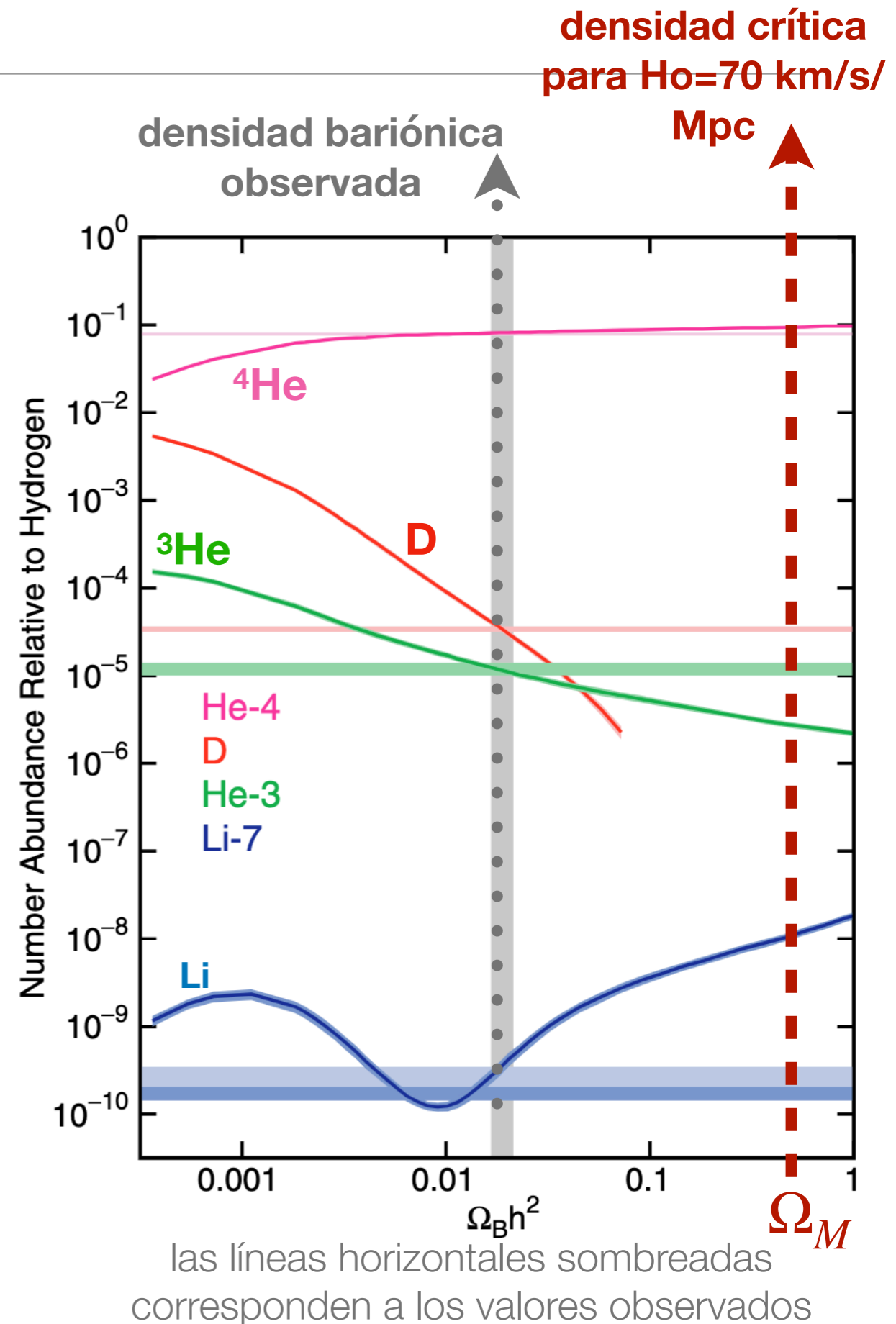
Nucleosíntesis Primordial: 2º paso - Deuterio

- Así que la abundancia de He es del orden de 22-25%
- El valor exacto de la abundancia de He primordial (i.e. producido en el Big Bang) depende de la densidad de bariones del Universo (y de su tasa de expansión dada por H)
- En esta Nucleosíntesis justo posterior al Big Bang **se producen solamente H, He, D, y trazas de ${}^7\text{Li}$** (${}^3\text{He}$ y Tritio), no se llegan a producir núcleos más pesados
- La medida de estas **abundancias primordiales** permite conocer la densidad de bariones Ω_B



Nucleosíntesis Primordial

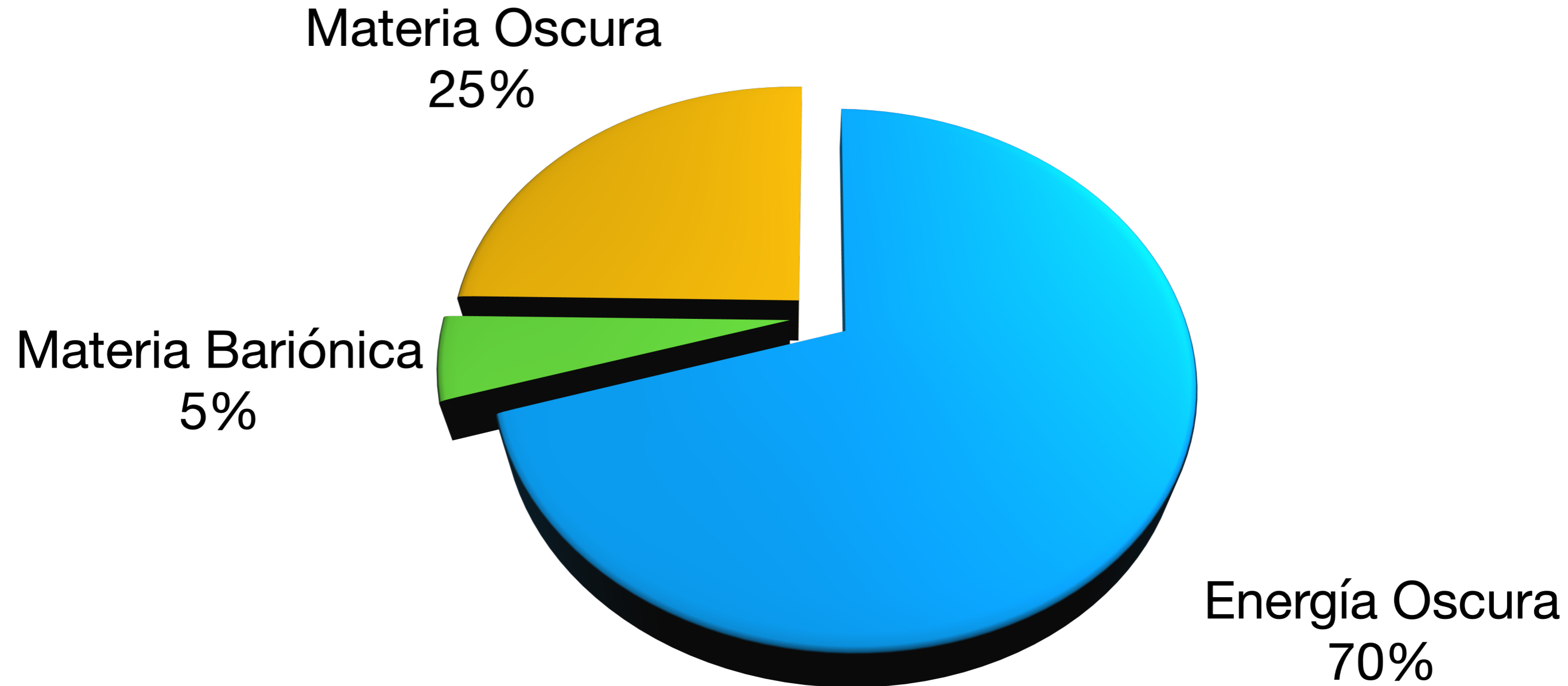
- Se puede medir:
 - Abundancia de ^4He (se debe corregir por el He que se produce por otros procesos astrofísicos, principalmente por fusión en los interiores estelares)
 - Abundancias de Li y D (que mayormente se destruyen en interiores estelares)
- Todas estas observaciones dan que **la densidad de energía bariónica es ~5% de la densidad crítica ($\Omega_B = 0.05$)**
- Pero vimos que la densidad de materia gravitatoria total es $\Omega_M = 0.3 \Rightarrow$ **la materia bariónica no alcanza ($\Omega_B \ll \Omega_M$)! el 0.25 restante debe ser NO-bariónico, es la densidad energía de la materia oscura**



Resumiendo

- Vivimos en un Universo plano, que se expande aceleradamente
- La constante cosmológica (**energía oscura**) es necesaria para explicar la aceleración de la expansión
- La densidad correspondiente a la materia *gravitatoria* explica sólo el ~30% de la densidad de energía en el Universo ($\Omega_M = 0.3$ y $\Omega_\Lambda = 0.7$)
- La medición de abundancias primordiales de He, Li y D implican que la densidad de materia bariónica observada es de sólo $\Omega_B = 0.05$ (5%)
- Es necesaria una componente **no bariónica** para dar cuenta de la densidad de energía total de la materia gravitatoria: $\Omega_M = \Omega_B + \Omega_{MO}$
 - Los bariones corresponden a (máximo) un 5% de la materia gravitante
 - El resto, **la materia oscura**, corresponde a un 25% de la densidad de energía del Universo y **no puede ser bariónica**

Composición del Universo



- Así que sólo sabemos cómo funciona el 5% del Universo, el 95% restante corresponden a la energía oscura y materia oscura!

Origen de los Elementos

Lo que ya hemos visto

- Big Bang: H, He, Li

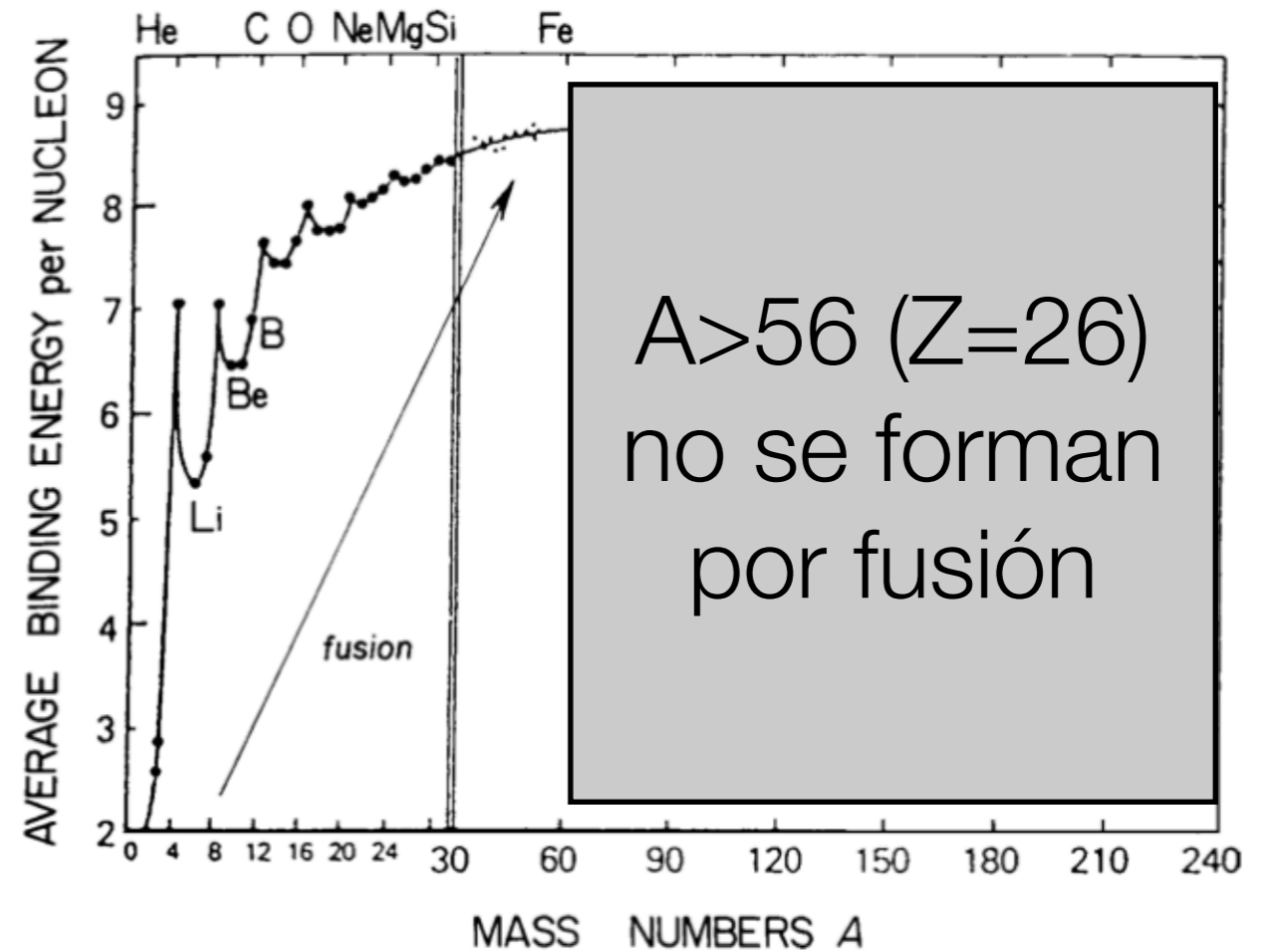
1
H

3
Li

2
He

Lo que ya hemos visto

- Big Bang: H, He, Li
- Reacciones de Fusión en interiores estelares (cadena p-p, ciclo CNO, reacción 3- α): C, N, O ... hasta ^{56}Fe



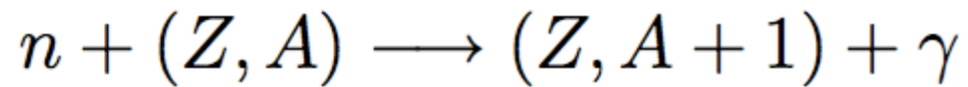
1 H							2 He				
3 Li	4 Be					5 B	6 C	7 N	8 O	9 F	10 Ne
11 Na	12 Mg					13 Al	14 Si	15 P	16 S	17 Cl	18 Ar
19 K	20 Ca	21 Sc	22 Ti	23 V	24 Cr	25 Mn	26 Fe				

Creación de Elementos Pesados

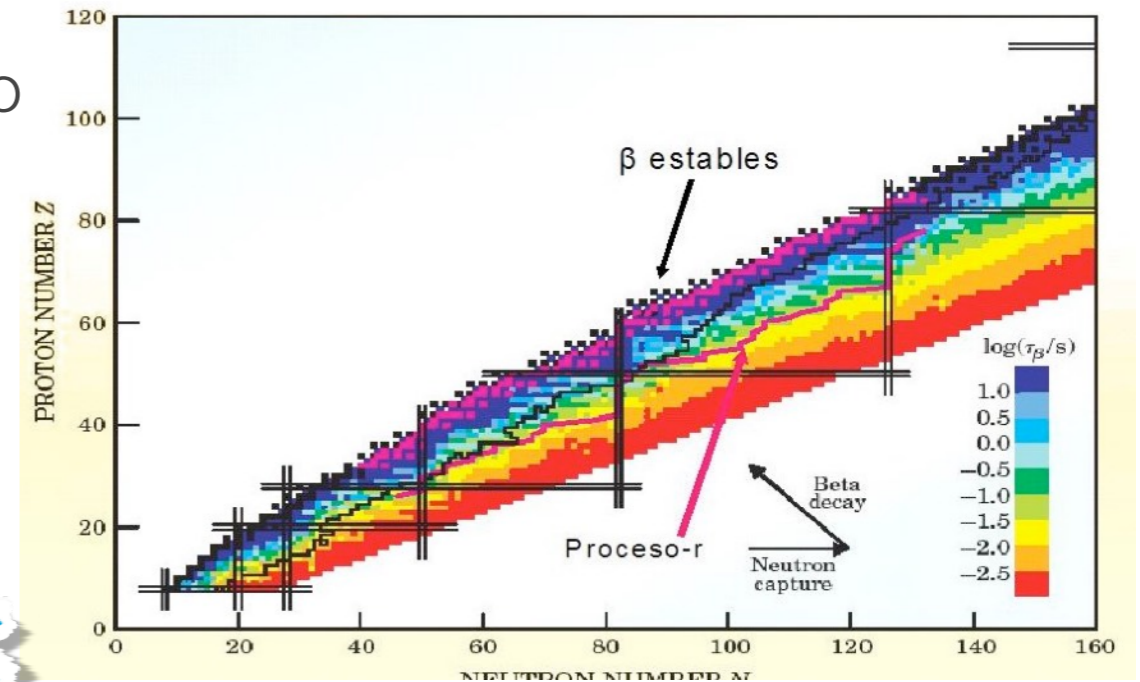
- Los elementos más pesados que el Fe no se puede producir por fusión (curva de energía de ligadura - T5)
 - La Barrera de Coulomb es demasiado grande, las reacciones son endotérmicas
- Entonces, ¿cómo se producen los elementos más pesados que el Fe?
 - Capturas de neutrones: lenta (s-slow) y rápida (r-rapid)
 - La captura de n no se ve afectada por la barrera de Coulomb porque los neutrones son... bueno... **neutros!**
 - Esto es una maravilla.. ¿por qué no ocurre todo el tiempo en todas partes?
 - como vemos, el tiempo de vida media del neutrón libre es $<15\text{min!}$
- Estos procesos ocurren en ciertos escenarios astrofísicos únicamente...

Captura de Neutrones

- Las capturas de n proceden así:
 - Un átomo (Z, A) con número atómico Z y número másico $A (=Z+N)$ captura un neutrón n , aumentando su A y liberando un fotón γ



- el nuevo isótopo $(Z, A+1)$ puede hacer una de dos cosas:



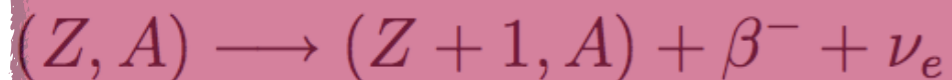
Cowan & Thielemann, 2004)

proceso-s

proceso-r

or

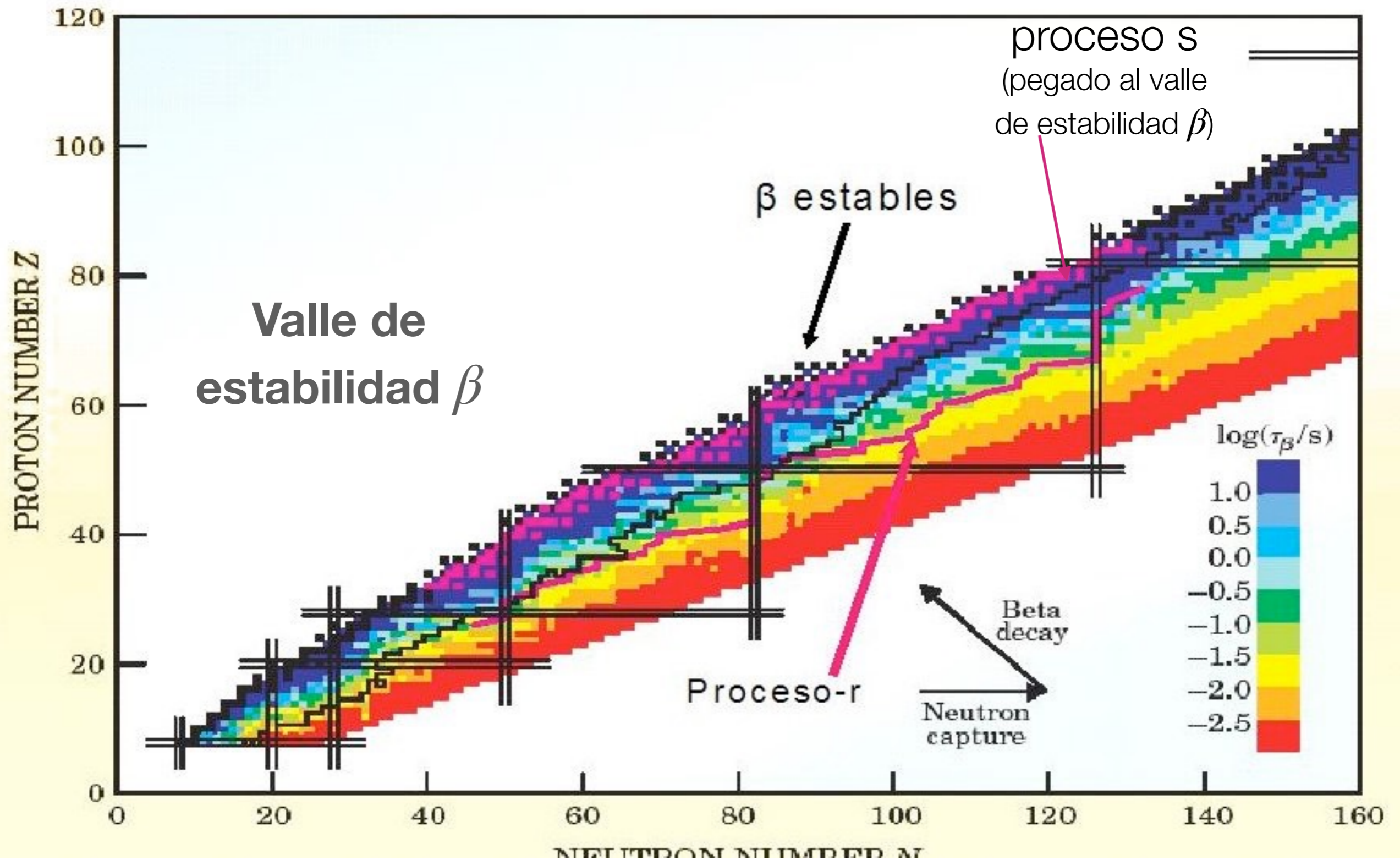
decaer- β , aumentando su Z y emitiendo un e^- más un neutrino ν_e



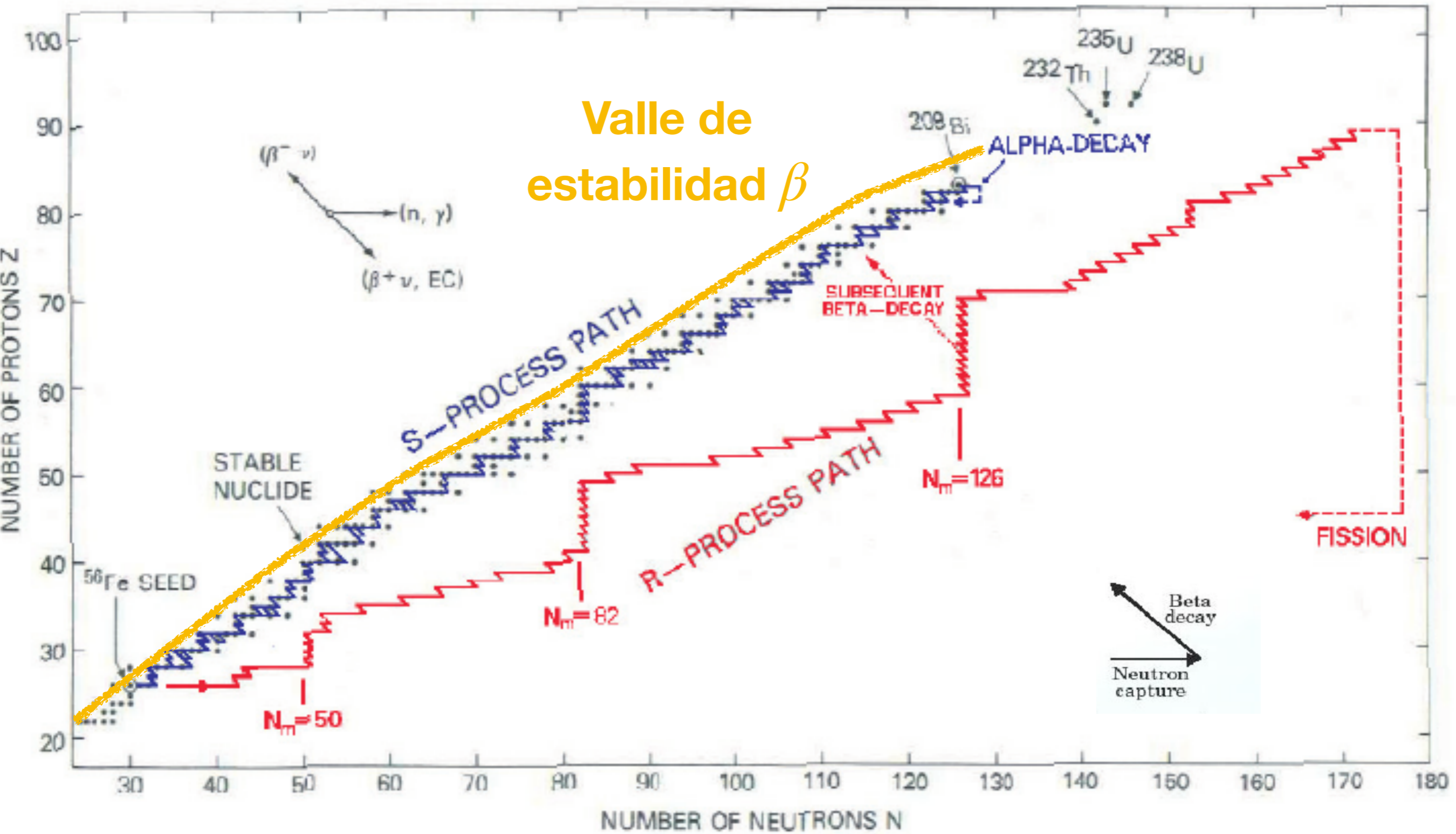
capturar otro n

eventualmente sufrir decaer- β

cuál de los dos procesos ocurre depende de qué tan rápido ocurre la captura de neutrones comparado con el $t_{\text{decaimiento}}$



Valle de estabilidad β



Slow and Rapid Neutron Captures

proceso s (lento)

- El proceso es un **proceso s (slow=lento)** si $\tau_n \gg \tau_\beta$, i.e las capturas de n ocurren en una escala temporal más lenta que τ_β , la vida media de decaimiento β
- El **proceso-s** ocurre cuando el flujo de n es moderado $\sim 10^8$ neutrons/cm³ (Rauscher 2004)
- Los elementos **s-process** se producen mayoritariamente en las capas de quemado de H- and He- en estrellas RGB y AGB (+convección suhe)

La escala temporal de enriquecimiento en elementos s es **larga**, **$\sim 1-2$ Gaños**

r-process

- El proceso es un **rápido (r=rapid)** si $\tau_n \ll \tau_\beta$, i.e las capturas sucesivas de n ocurren en una escala temporal más *corta* que el decaimiento β
- El **proceso-r** ocurre bajo flujos altos de neutrones $\sim 10^{22}-10^{24}$ neutrons/cm³ (Rauscher 2004)
- Los elementos **r-process** se producen en fusiones de estrellas de neutrones y explosiones de SN II

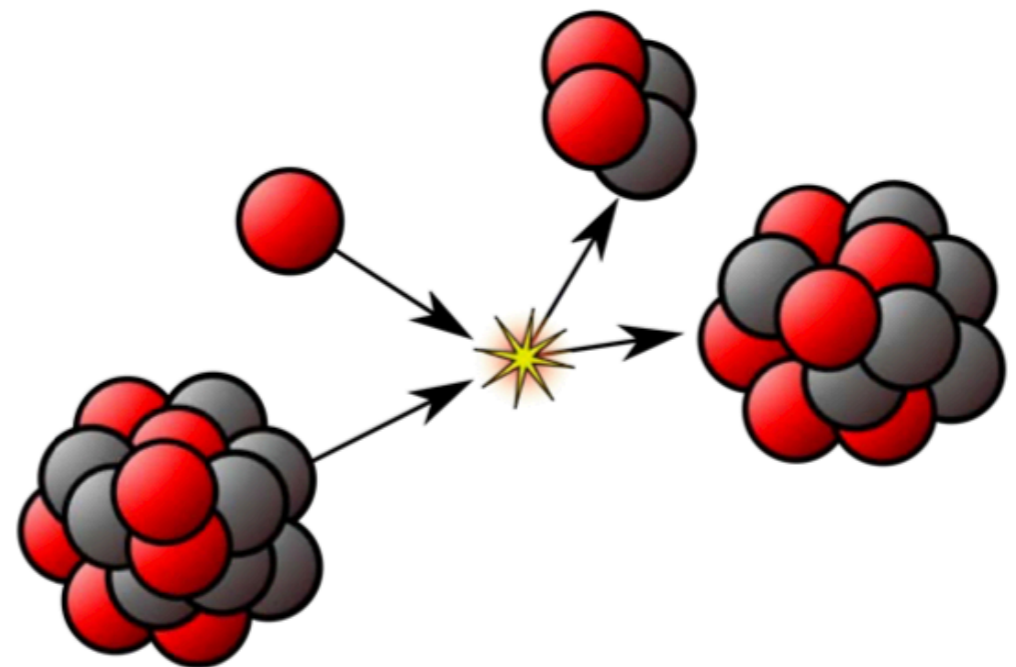
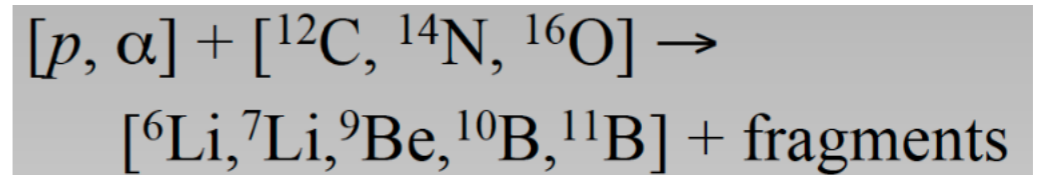
La escala temporal de enriquecimiento en elementos s es **corta**, **$\sim \text{poco} \times 10^7$ años**

Otros procesos de formación de elementos

- Otros procesos también contribuyen a la formación de diferentes elementos (pero siempre livianos), algunos son:
 - Espalación: choques de núcleos con rayos cósmicos
 - Captura de partículas alpha (núcleos de He)
 - Procesos rp y p: capturas de protones

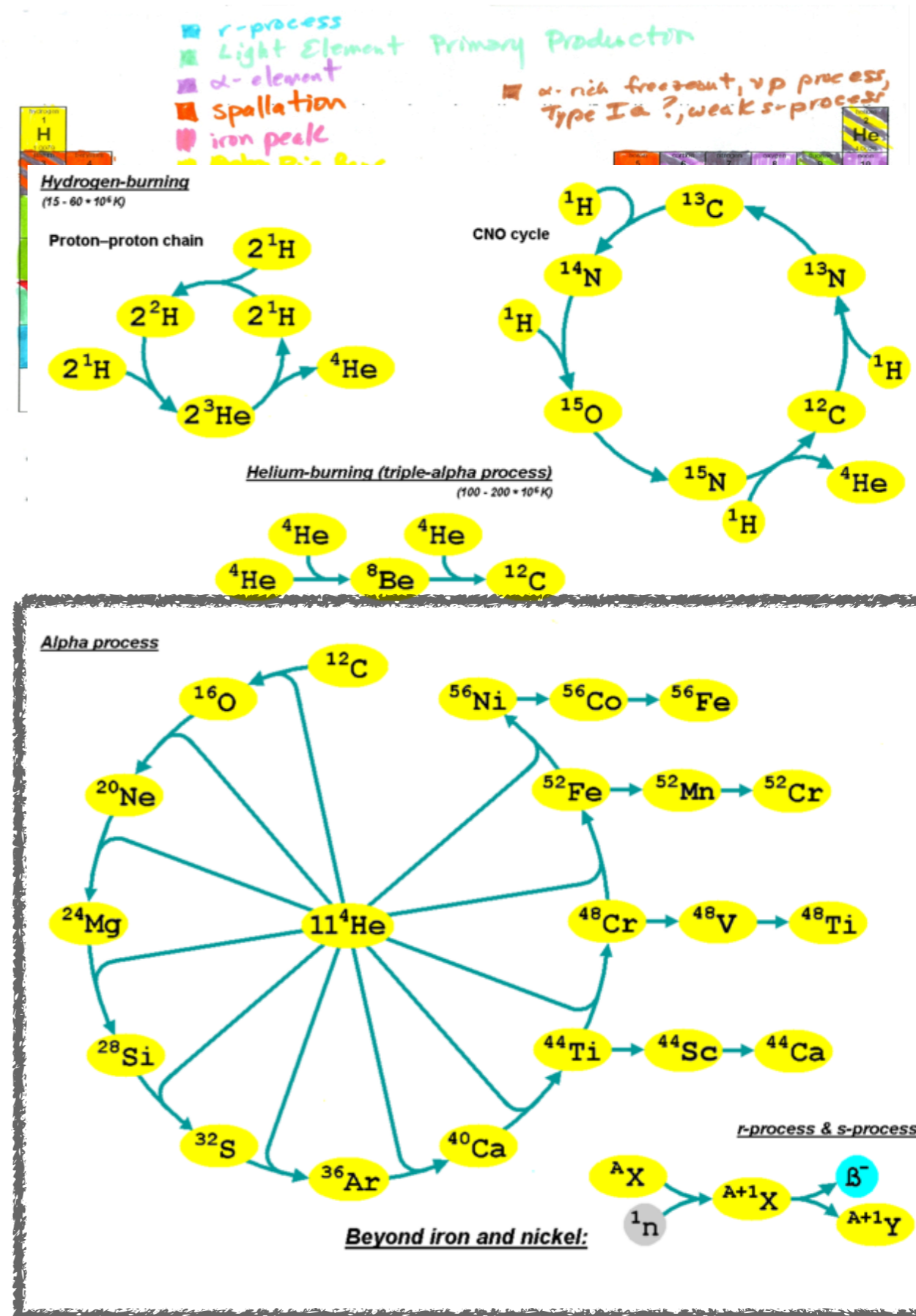
Espalación por choques con rayos cósmicos

- Be y B no se produjeron en el Big Bang. Tampoco se producen en cantidades significativas en interiores estelares
- Éstos (más ^3He y ^6Li) se producen por choques con rayos cósmicos con átomos más pesados (CNO) presentes en el Medio Interestelar
- Como resultado del choque se expulsan nucleones (protones y neutrones) del núcleo golpeado \rightarrow se forma un elemento más liviano (más otro núcleo pesado, pero menos que el original)



Captura de partículas α

- Los elementos α son aquellos producidos por la captura de una partícula α (núcleo de He)
- La captura α *sí está limitada* por la barrera de Coulomb, así que estas capturas deben darse en ambientes energéticos con flujos grandes de partículas α
- Estos elementos se producen en explosiones **SN II** (core-collapse). **La escala de tiempo típica de enriquecimiento del MI en estos elementos es ~ 100 Myr.**
- Los elementos α son todos relativamente livianos:
 - C, N, **O**, S, Si, **Ca**, **Mg**, Ti, Ne, Ar



Brief Summary of α , s and r process elements

- Some α -elements are:

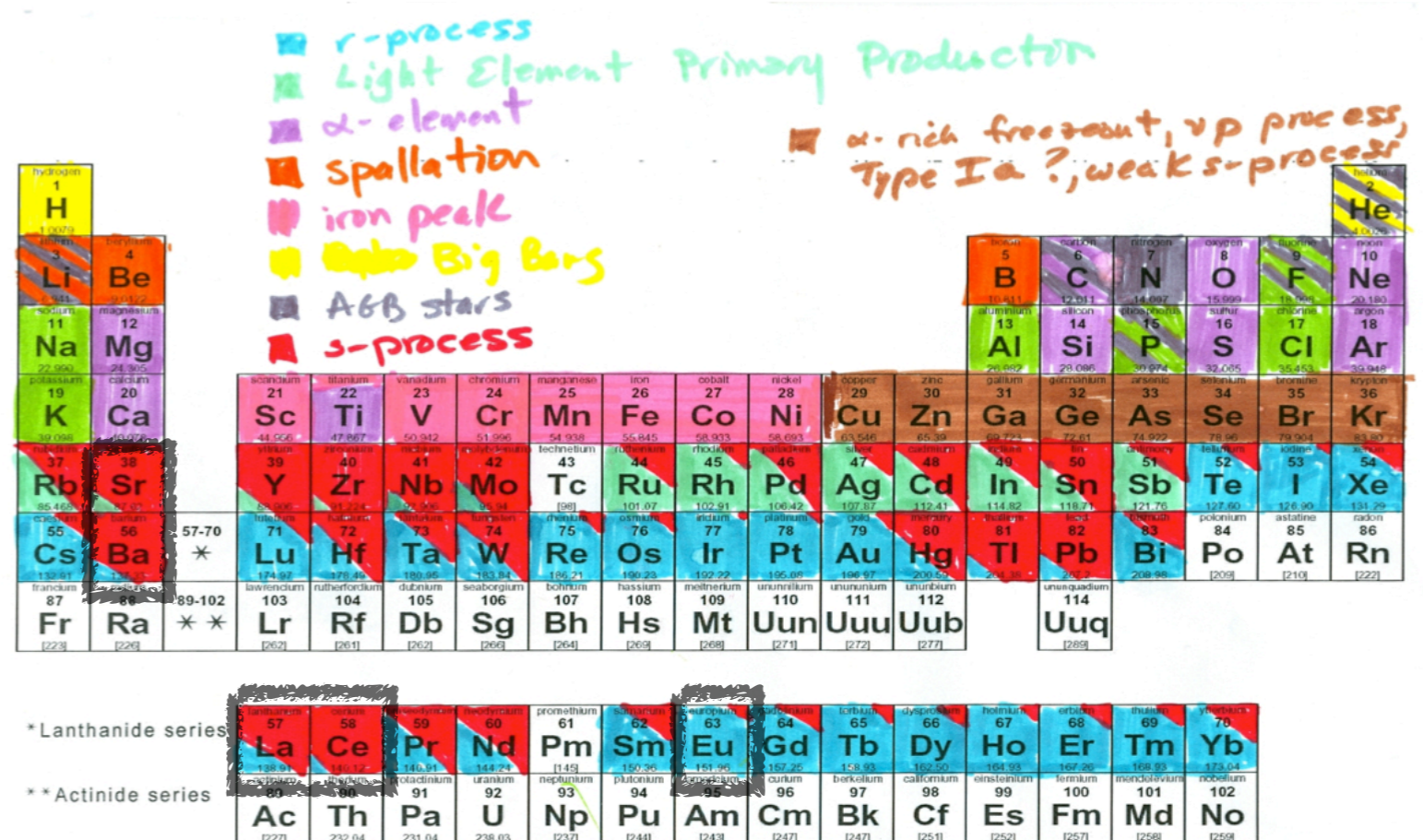
- C, N, **O**, S, Si, **Ca**, **Mg**, Ti

- Some s-process elements are:

- Sr, **Ba**, **La**, Pb, Y, Ce

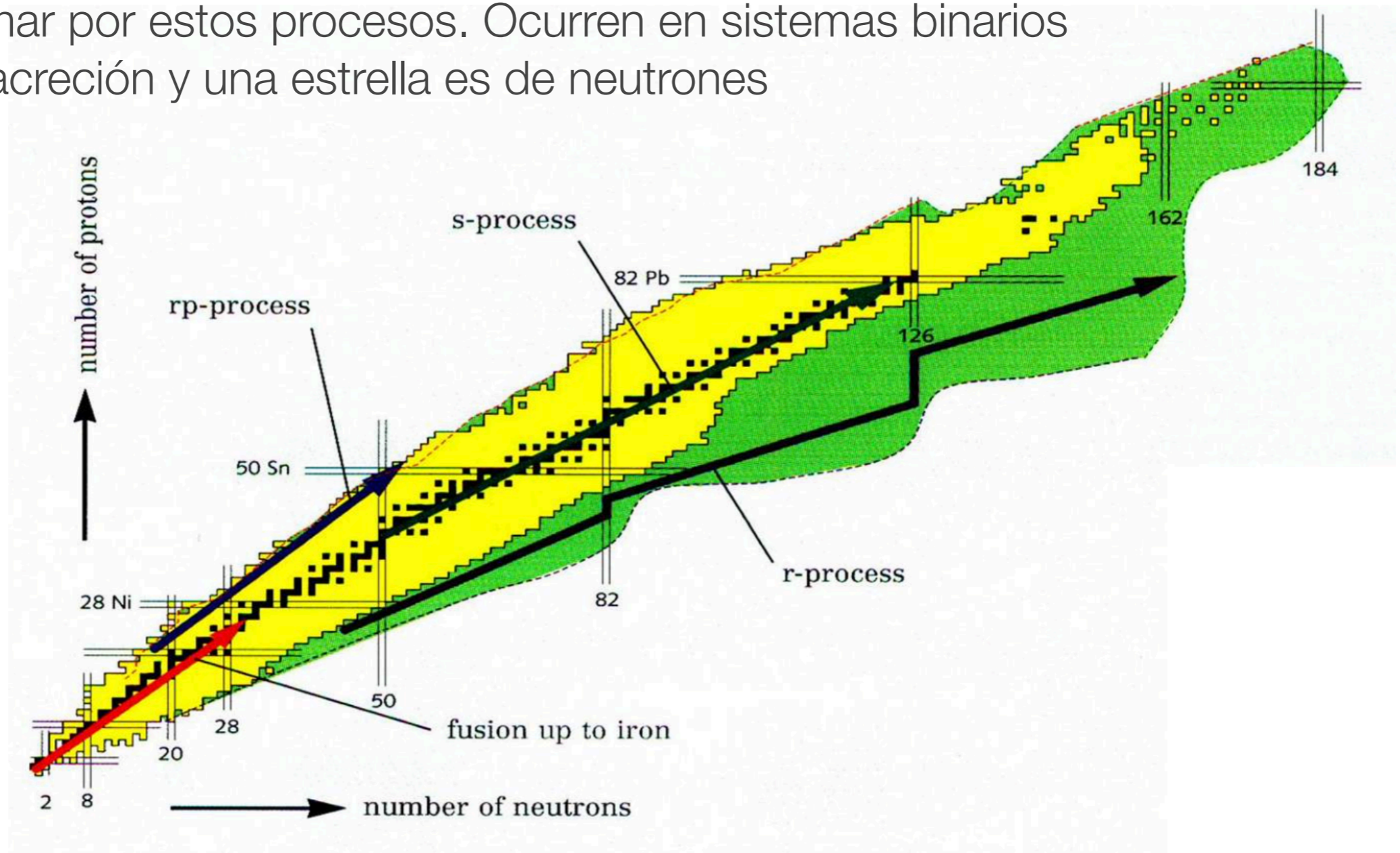
- Some r-process elements are:

- Se, Y, Tc, **Eu**, Au, Pt, U, Th



Capturas de protones


- Proceso p: captura de 1 protón
- Proceso rp: captura rápida de protones (>1 protón)
- ciertos elementos e isótopos (deficientes en neutrones) sólo se pueden formar por estos procesos. Ocurren en sistemas binarios donde hay acreción y una estrella es de neutrones




1 H																	2 He										
3 Li	4 Be											5 B	6 C	7 N	8 O	9 F	10 Ne										
11 Na	12 Mg											13 Al	14 Si	15 P	16 S	17 Cl	18 Ar										
19 K	20 Ca	21 Sc	22 Ti	23 V	24 Cr	25 Mn	26 Fe	27 Co	28 Ni	29 Cu	30 Zn	31 Ga	32 Ge	33 As	34 Se	35 Br	36 Kr										
37 Rb	38 Sr	39 Y	40 Zr	41 Nb	42 Mo	43 Tc	44 Ru	45 Rh	46 Pd	47 Ag	48 Cd	49 In	50 Sn	51 Sb	52 Te	53 I	54 Xe										
55 Cs	56 Ba											72 Hf	73 Ta	74 W	75 Re	76 Os	77 Ir	78 Pt	79 Au	80 Hg	81 Tl	82 Pb	83 Bi	84 Po	85 At	86 Rn	
87 Fr	88 Ra																										
		57 La	58 Ce	59 Pr	60 Nd	61 Pm	62 Sm	63 Eu	64 Gd	65 Tb	66 Dy	67 Ho	68 Er	69 Tm	70 Yb	71 Lu											
		89 Ac	90 Th	91 Pa	92 U	93 Np	94 Pu	Very radioactive isotopes; nothing left from stars																			


short-lived radioactive isotopes; nothing left from stars

Big Bang fusion 


cosmic ray fission 

espalación

merging neutron stars? 

exploding massive stars 

captura alpha

dying low-mass stars 

exploding white dwarfs 

proceso r
proceso s

Bibliografía

- Cosmología y Nucleosíntesis primordial: Kutner y Karttunen
- Origen de los Elementos
 - Captura de neutrones):
 - Sec. 11.8 Karttunen
 - Cap. 9 Kutner
 - otros procesos, ver notas de CTEII de G. Tancredi - 2020