

Índice

1. Conceptos
2. Nucleosíntesis primordial
3. Nucleosíntesis estelar
4. Nucleosíntesis explosiva
5. Conclusión

1. Introducción de conceptos

Fuerzas fundamentales

- Existen 4 fuerzas fundamentales
- En astrofísica intervienen TODAS

mass	$\approx 2.3 \text{ MeV}/c^2$	$\approx 1.275 \text{ GeV}/c^2$	$\approx 173.07 \text{ GeV}/c^2$
charge	2/3	2/3	2/3
spin	1/2	1/2	1/2
QUARKS	u up	c charm	t top
	$\approx 4.8 \text{ MeV}/c^2$	$\approx 95 \text{ MeV}/c^2$	$\approx 4.18 \text{ GeV}/c^2$
	-1/3	-1/3	-1/3
	1/2	1/2	1/2
	d down	s strange	b bottom
	0.511 MeV/c ²	105.7 MeV/c ²	1.777 GeV/c ²
-1	-1	-1	
1/2	1/2	1/2	
e electron	μ muon	τ tau	
LEPTONS	$< 2.2 \text{ eV}/c^2$	$< 0.17 \text{ MeV}/c^2$	$< 15.5 \text{ MeV}/c^2$
	0	0	0
	1/2	1/2	1/2
	ν_e electron neutrino	ν_μ muon neutrino	ν_τ tau neutrino

Partículas

0	g gluon	$\approx 126 \text{ GeV}/c^2$
0		0
1		0
H Higgs boson		
0	γ photon	
0		
1		
91.2 GeV/c ²	Z Z boson	GAUGE BOSONS
0		
1		
±1		
80.4 GeV/c ²	W W boson	
1		

Interacciones

1. Introducción de conceptos

Partículas

- Hadrones y leptones
- Hadrones: nucleones (neutrones y protones).
 - Quarks+gluones

1. Introducción de conceptos

Energía de ligadura

- ¿Qué masa tiene un sistema ligado?

$$E=mc^2$$

1. Introducción de conceptos

Energía de ligadura

- ¿Qué masa tiene un sistema ligado?

$$M_{\text{total}} = \sum M_i - B/c^2$$

B = energía de ligadura

M_i = masa de los constituyentes libres

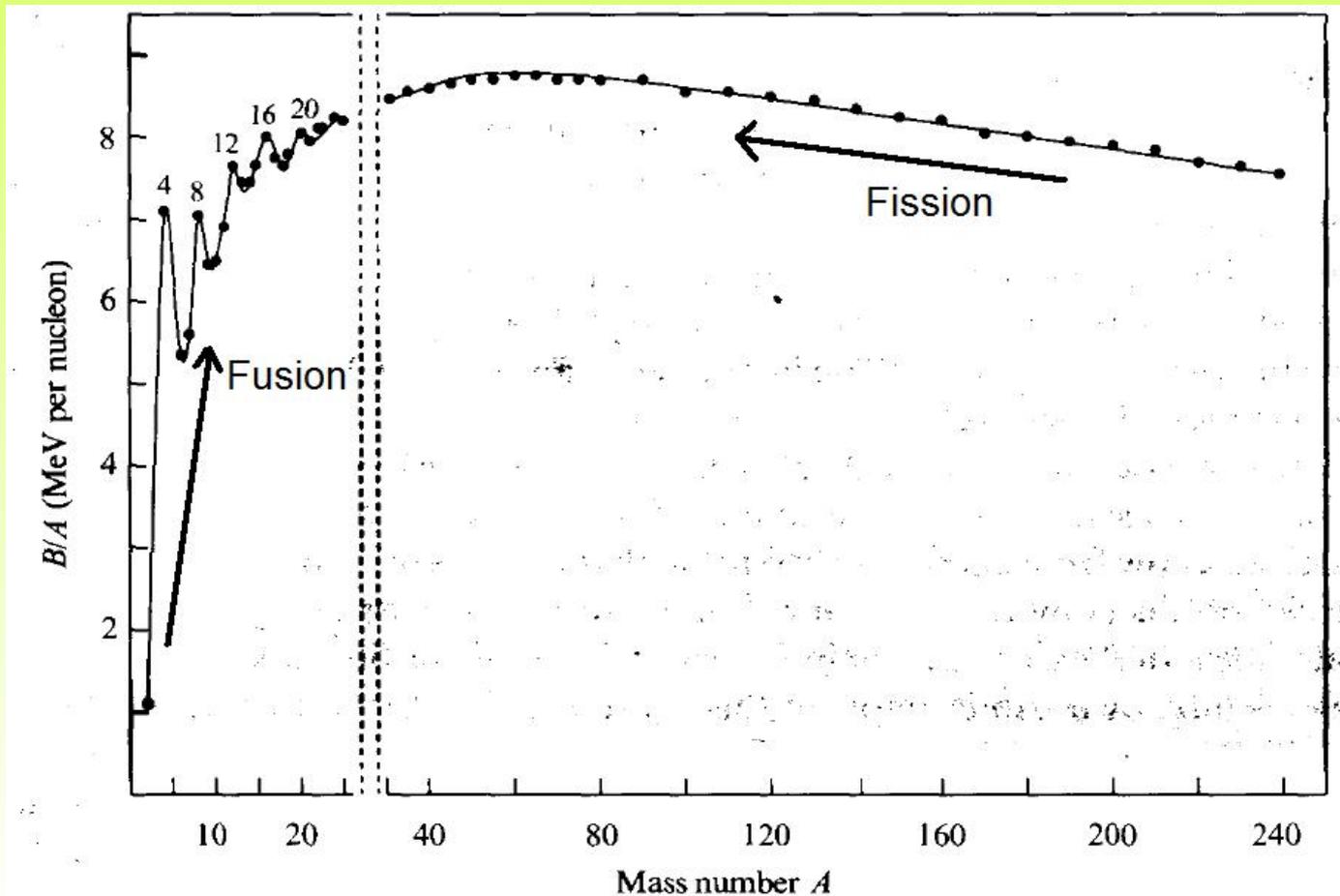
1. Introducción de conceptos

Energía de ligadura

- Fórmula de masas (Weizsäcker)
- Alrededor del 1% de la masa del núcleo
- $E=mc^2$

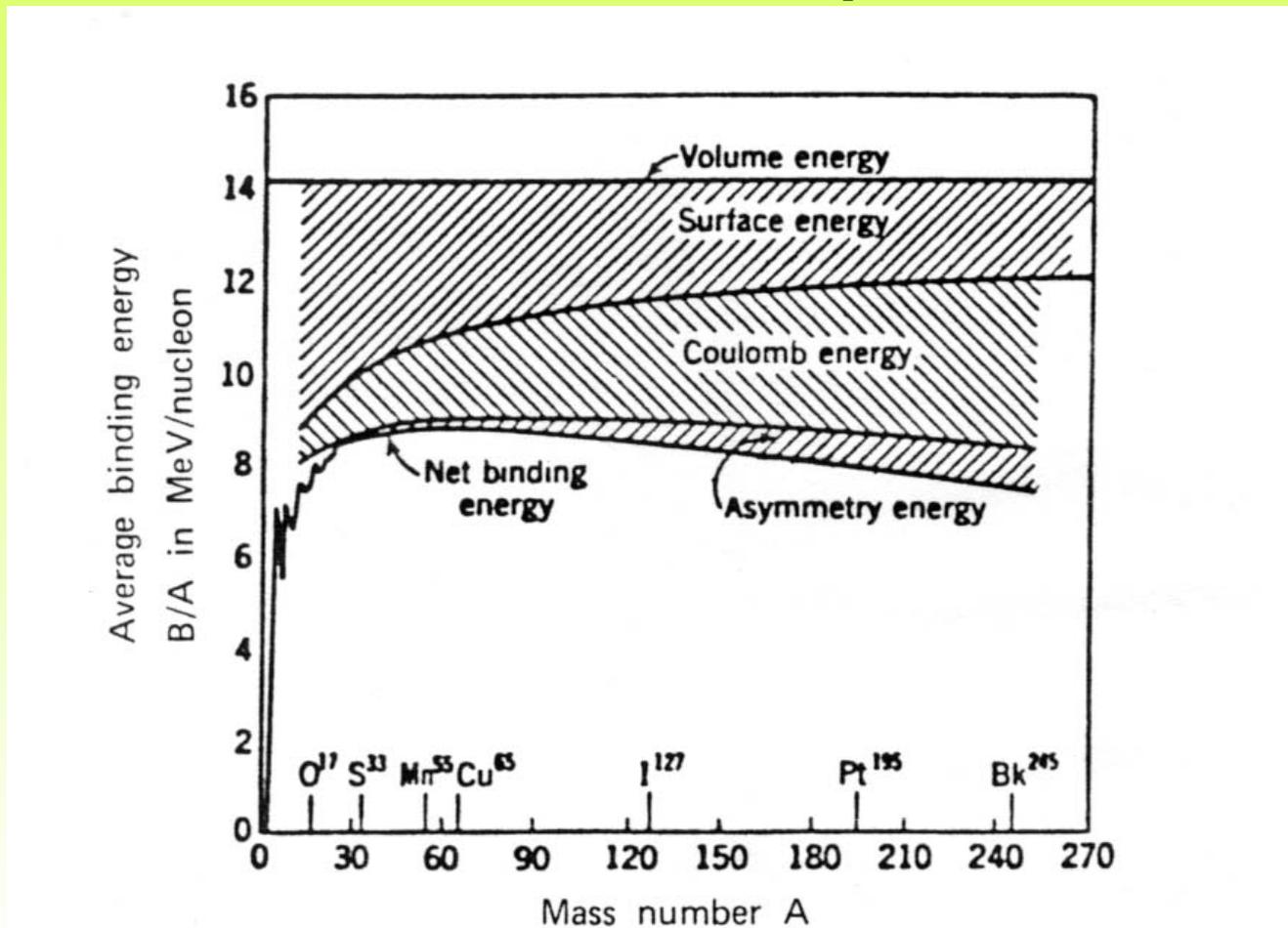
1. Introducción de conceptos

Fórmula de masas (Weizsäcker)



1. Introducción de conceptos

Fórmula de masas (Weizsäcker)



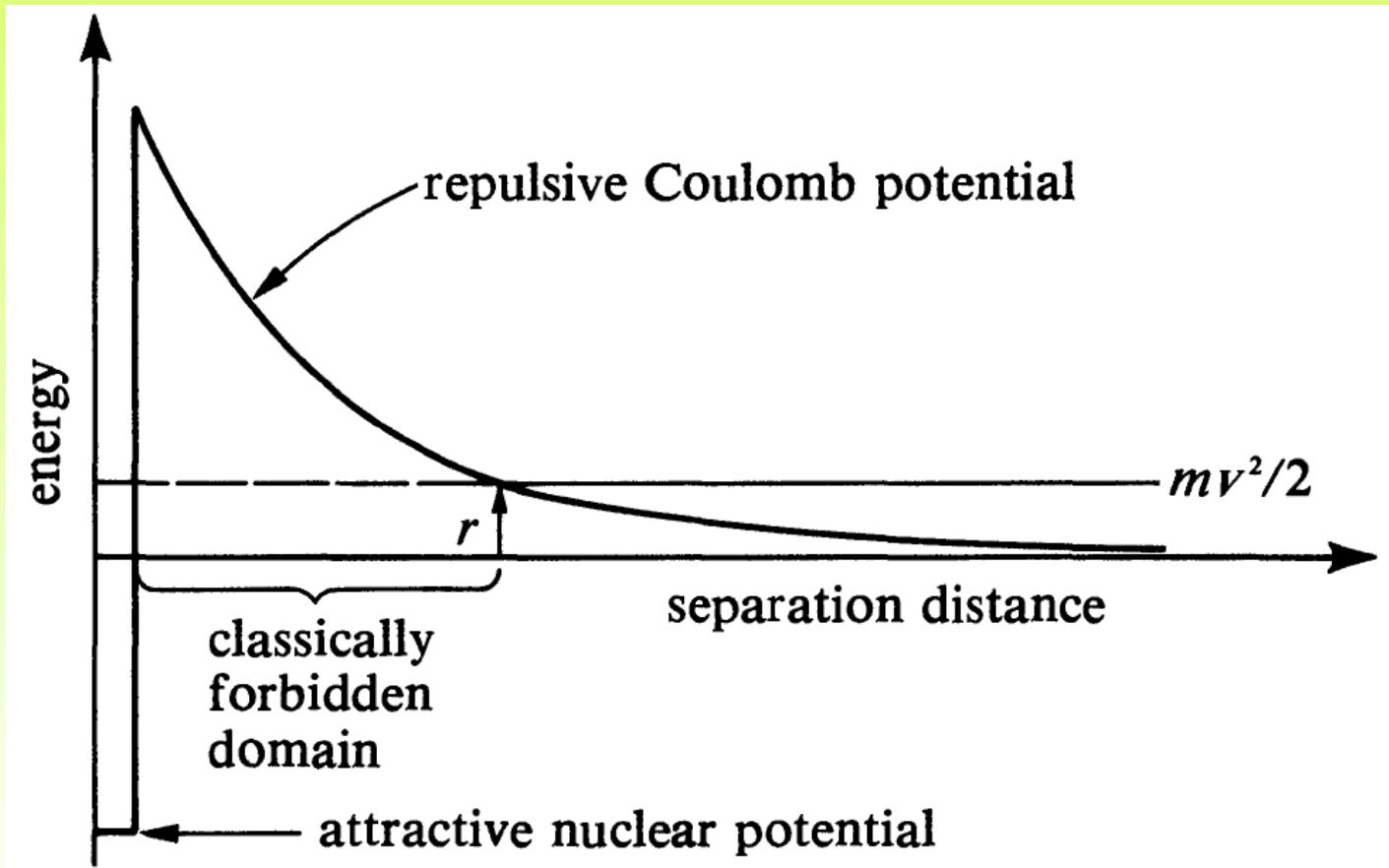
1. Introducción de conceptos

Velocidad de reacción

- Sección eficaz
 - Dependencia con la velocidad
 - Dependencia con la temperatura

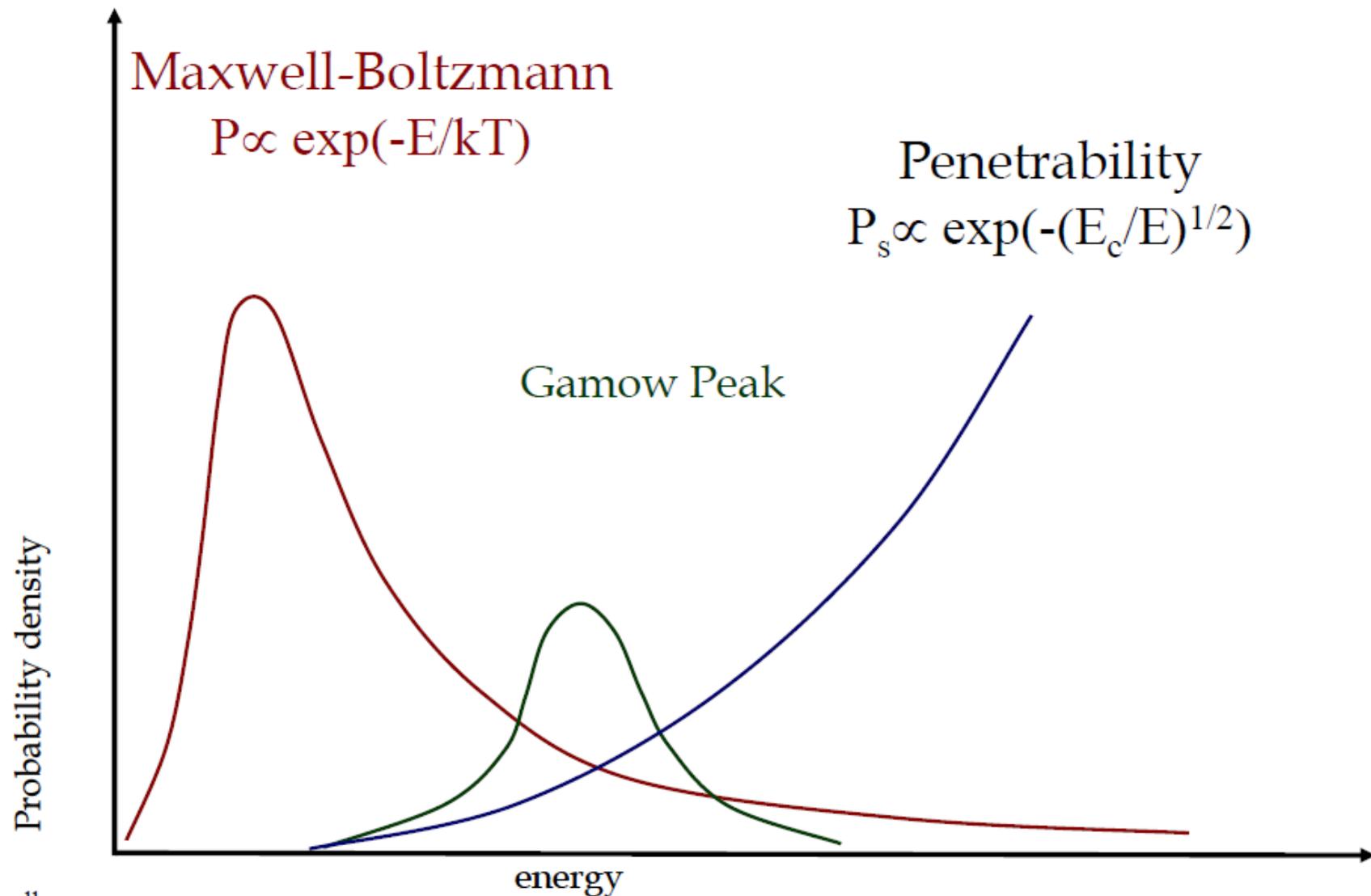
1. Introducción de conceptos

Velocidad de reacción

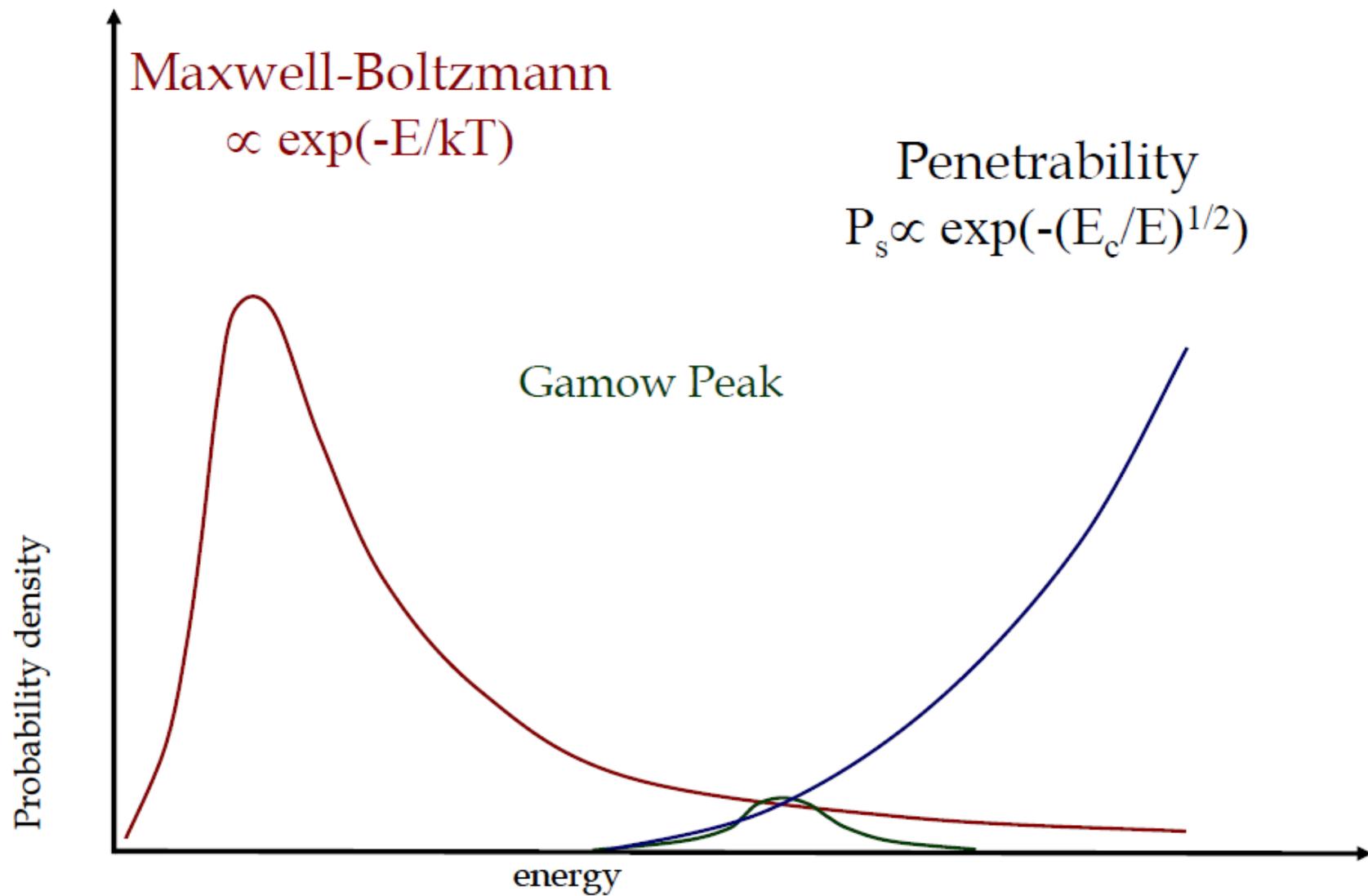


Shu

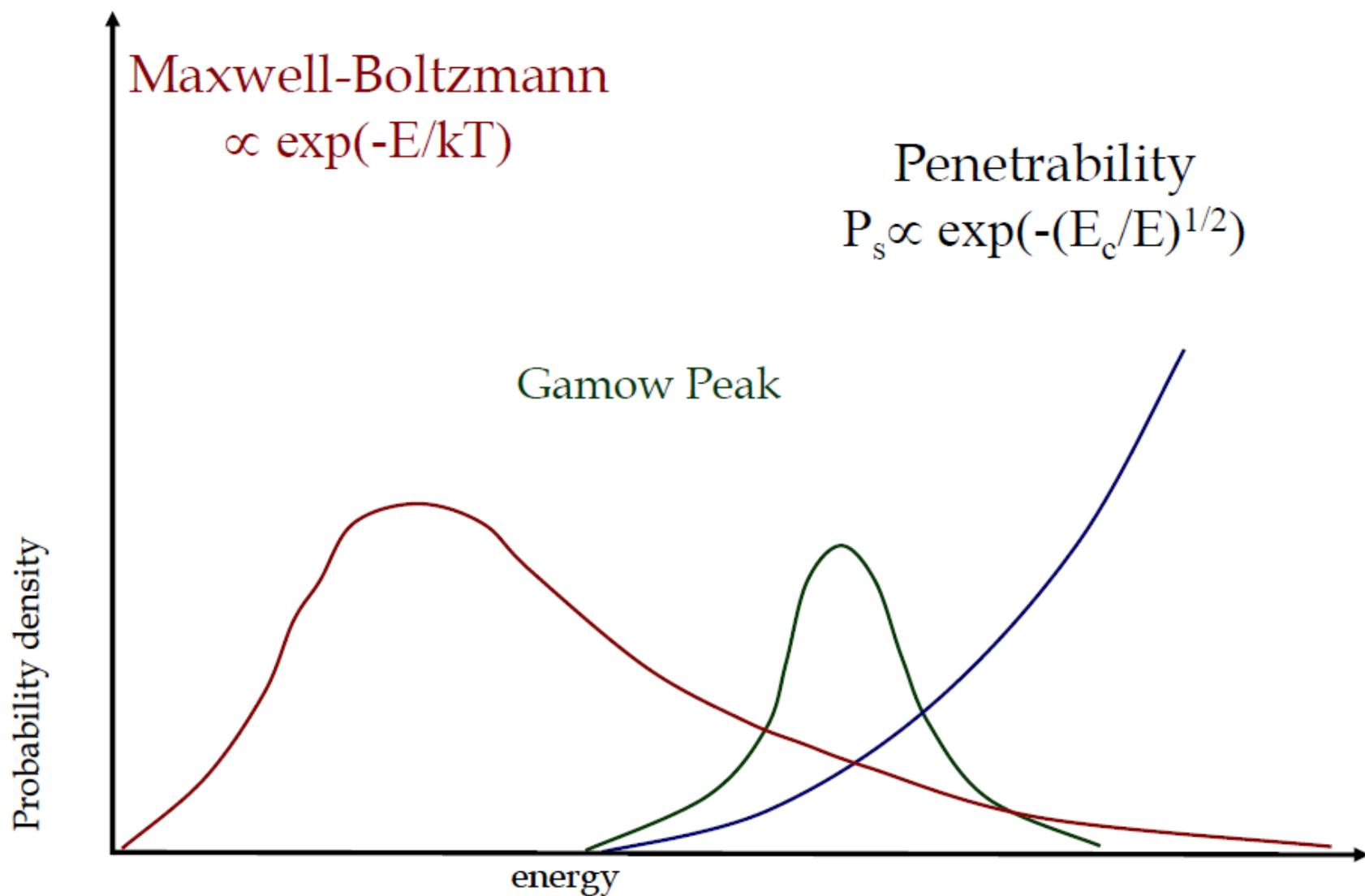
$P(v) \rightarrow$ Maxwell Boltzmann distribution
e.g. p+p



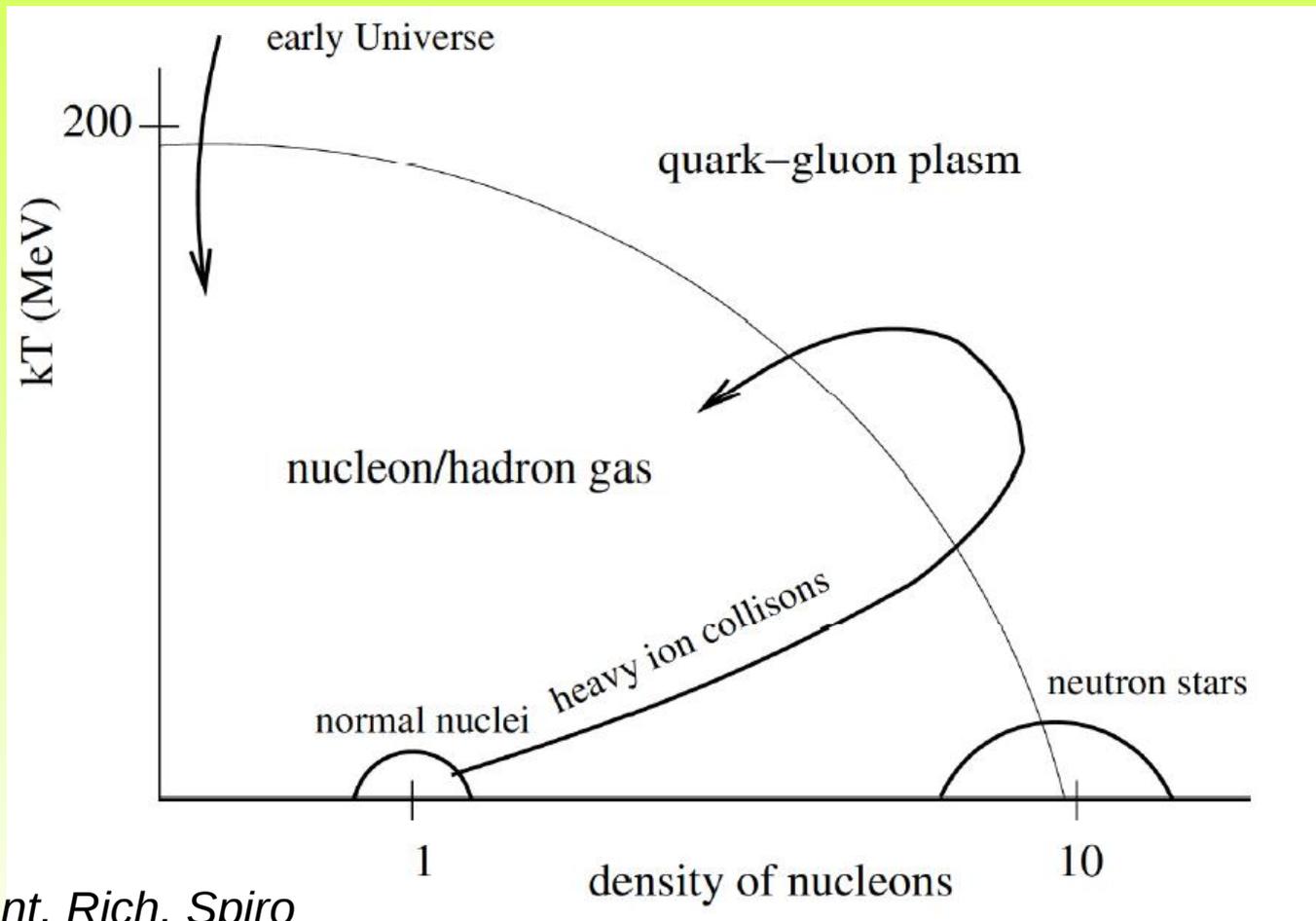
Same temperature but larger coulomb barrier



Same Coulomb barrier but higher temperature



2. Nucleosíntesis primordial



Basdevant, Rich, Spiro

2. Nucleosíntesis primordial

Cosmic time	Temperature	Events
$t \approx 10^{-4}$ s	$kT \approx 10^2$ MeV	Quarks form neutrons and protons
$t \approx 1$ s	$kT \approx 1$ MeV	Neutrinos decouple
$t \approx 4$ s	$kT \approx 0.5$ MeV	Electron–positron annihilation
$t \approx 3$ min	$kT \approx 0.1$ MeV	Helium and other light nuclei formed
$t \approx 3 \times 10^5$ years	$kT \approx 0.3$ eV	Atoms formed and photons decouple

Philips

$$\left. \begin{array}{l}
 e^- + e^+ \rightleftharpoons \gamma + \gamma \\
 e^- + e^+ \rightleftharpoons \nu + \bar{\nu} \\
 n + \nu_e \rightleftharpoons p + e^- \\
 \dots
 \end{array} \right\} N \propto m^{3/2} \exp\left(-\frac{mc^2}{kT}\right) \qquad \frac{N_n}{N_p} = \left(\frac{m_n}{m_p}\right)^{3/2} \exp\left[-\frac{(m_n - m_p)c^2}{kT}\right]$$

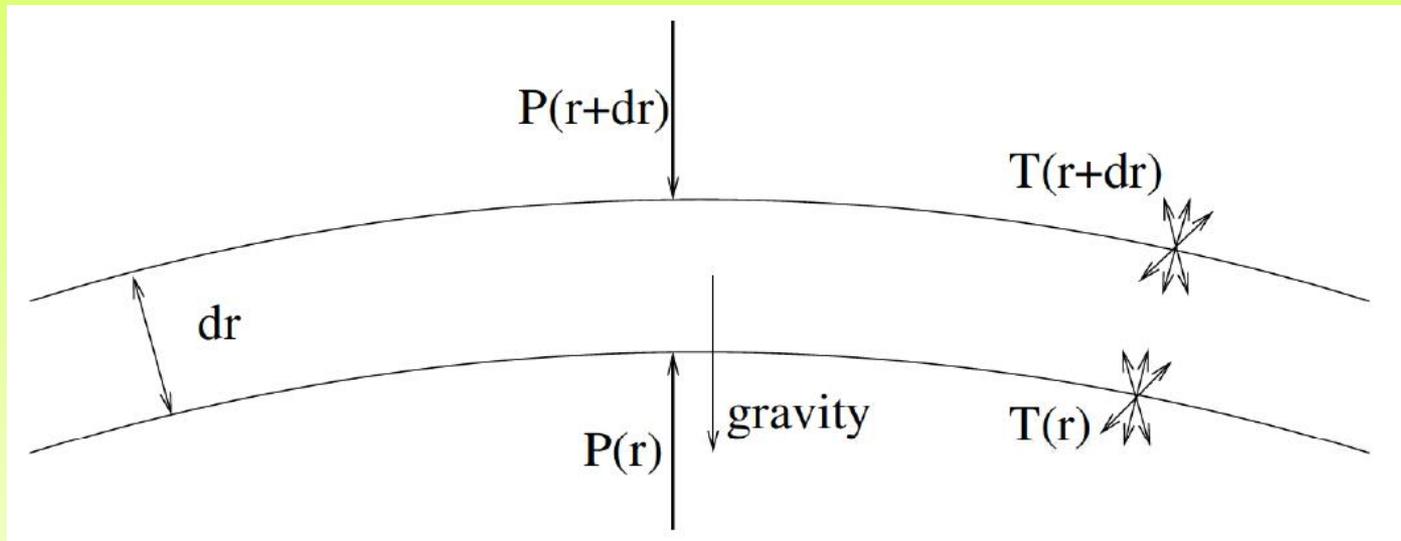
2. Nucleosíntesis primordial

- Balance:
 - ^1H y ^4He a patadas
 - Trazas de ^2H , ^3He , ^7Li (1 por cada 10^5 ^1H)
 - No existen neutrones libres
- Teorizado por Gamow

$$kT \approx 0,8\text{MeV} \qquad \frac{N_n}{N_p} = \exp\left[-\frac{\xi}{kT}\right] \approx 0,2 = 20\%$$

3. Nucleosíntesis estelar

- ¿Qué es una estrella? (Charla de Juan)



Basdevant, Rich, Spiro

$$\frac{dP}{dr} = -\rho(r) \frac{GM(r)}{r^2}$$

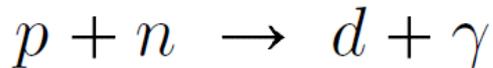
3. Nucleosíntesis estelar

Combustión de H

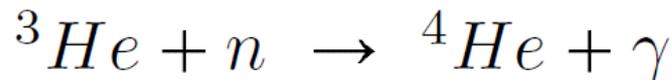
Existen 4 cadenas para fusionar ${}^1\text{H}$ en ${}^4\text{He}$:

- Cadena protón-protón: PPI, PP2, PP3
- Ciclo CNO

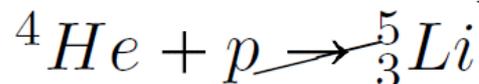
¿Qué fuerzas intervienen?



No posible, \nexists n en estrellas



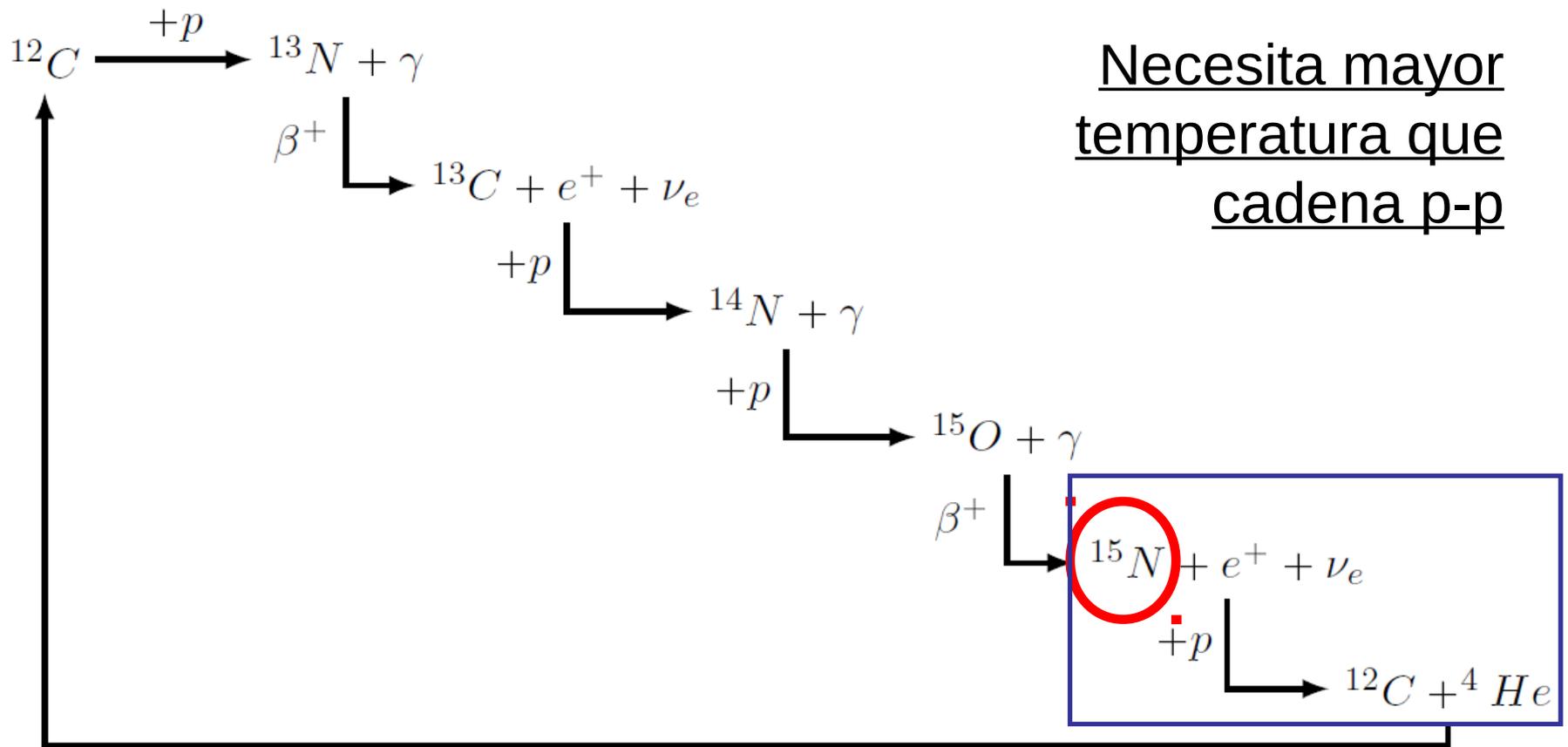
${}^5\text{Li}$ no es ligado



${}^8\text{Be}$ no es ligado

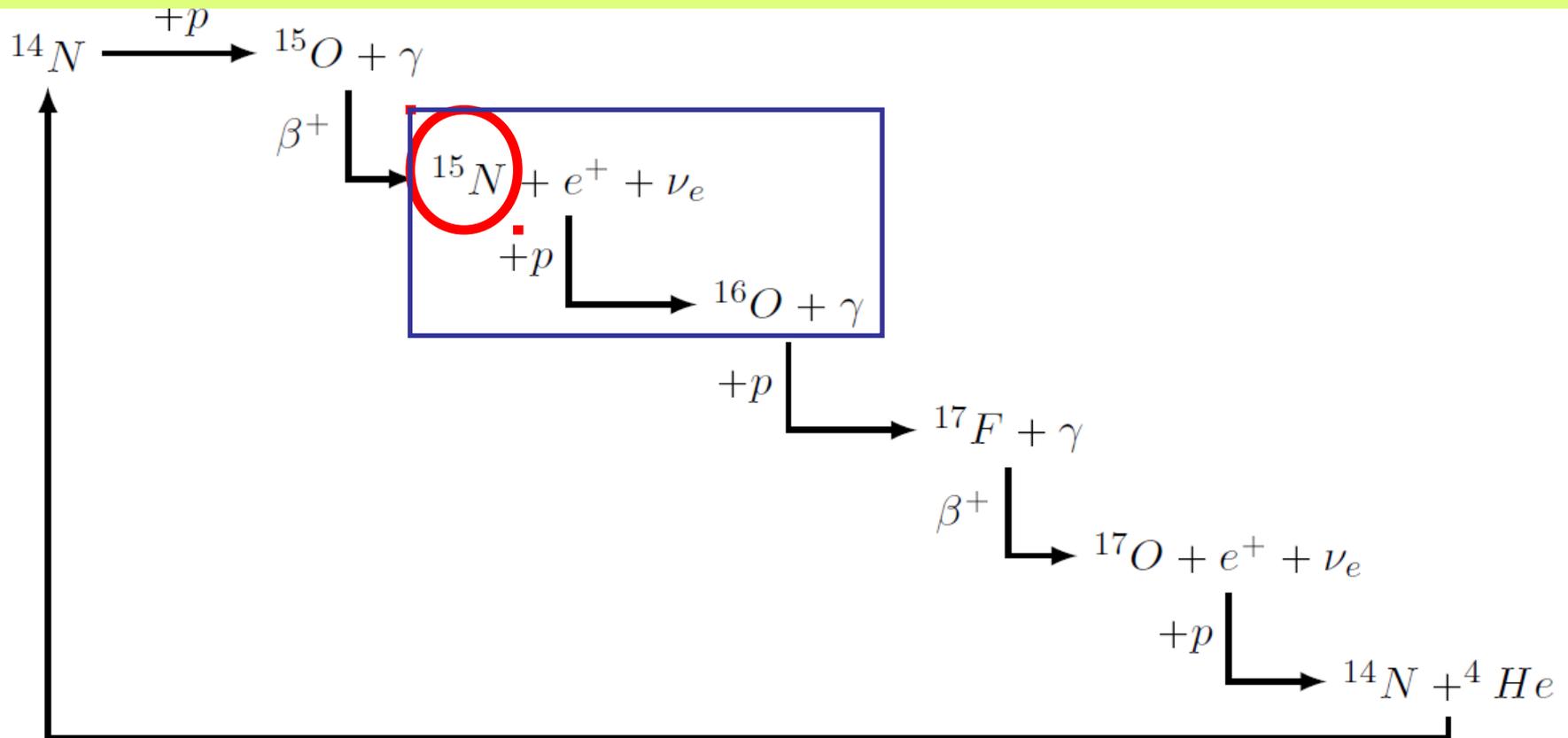
Combustión de H. CNO(¹²C)

¡¡CNO no existen en 1ª generación!!

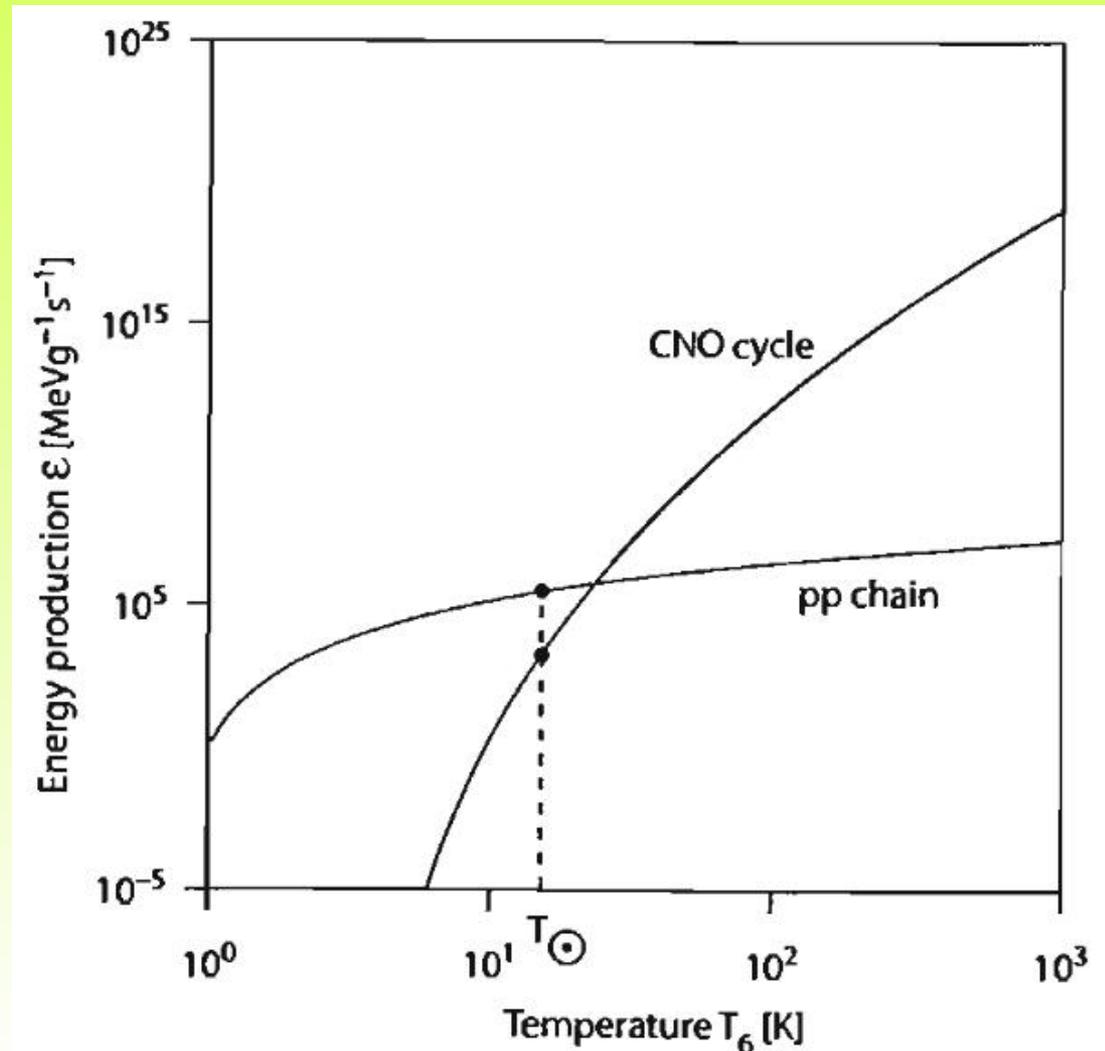


Combustión de H. CNO(¹⁵N)

¡¡CNO no existen en 1ª generación!!



Combustión de H.



Bertulani

Combustión del ${}^4\text{He}$

Y si la temperatura sigue subiendo...

¿Fusión de 2 alfas? **El ${}^8\text{Be}$ no es un núcleo ligado** y tiene una vida media de unos 0.1 ps (10^{-16} s)



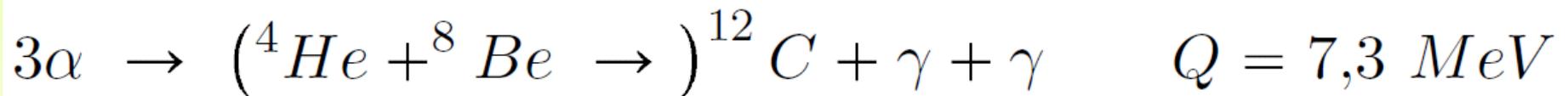
$$\frac{n_{\text{Be}8}}{n_{\text{He}4}} \propto \frac{n_{\text{He}4}}{(\mu kT)^{3/2}} \exp \left[-\frac{Q}{kT} \right]$$

Combustión del ${}^4\text{He}$

Y si la temperatura sigue subiendo...

¿Fusión de 2 alfas? **El ${}^8\text{Be}$ no es un núcleo ligado y tiene una vida media de unos 0.1 ps (10^{-16} s)**

¿Fusión de 2 alfas? ¡**No, tres!**

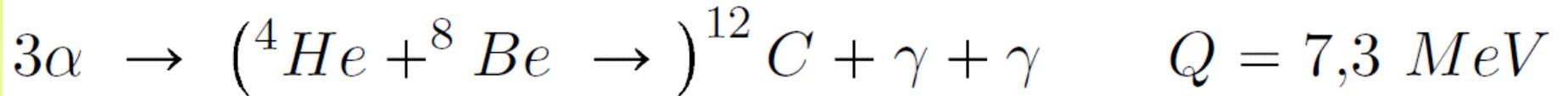


Proceso triple alfa

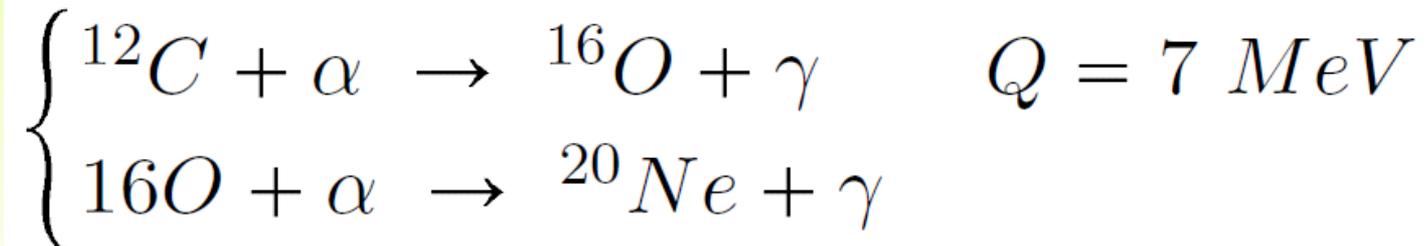
Combustión del ${}^4\text{He}$

Y si la temperatura sigue subiendo...

¿Fusión de 2 alfas? ¡No, tres!



A partir del ${}^{12}\text{C}$ se pueden seguir agregando alfas



Combustión del ^4He

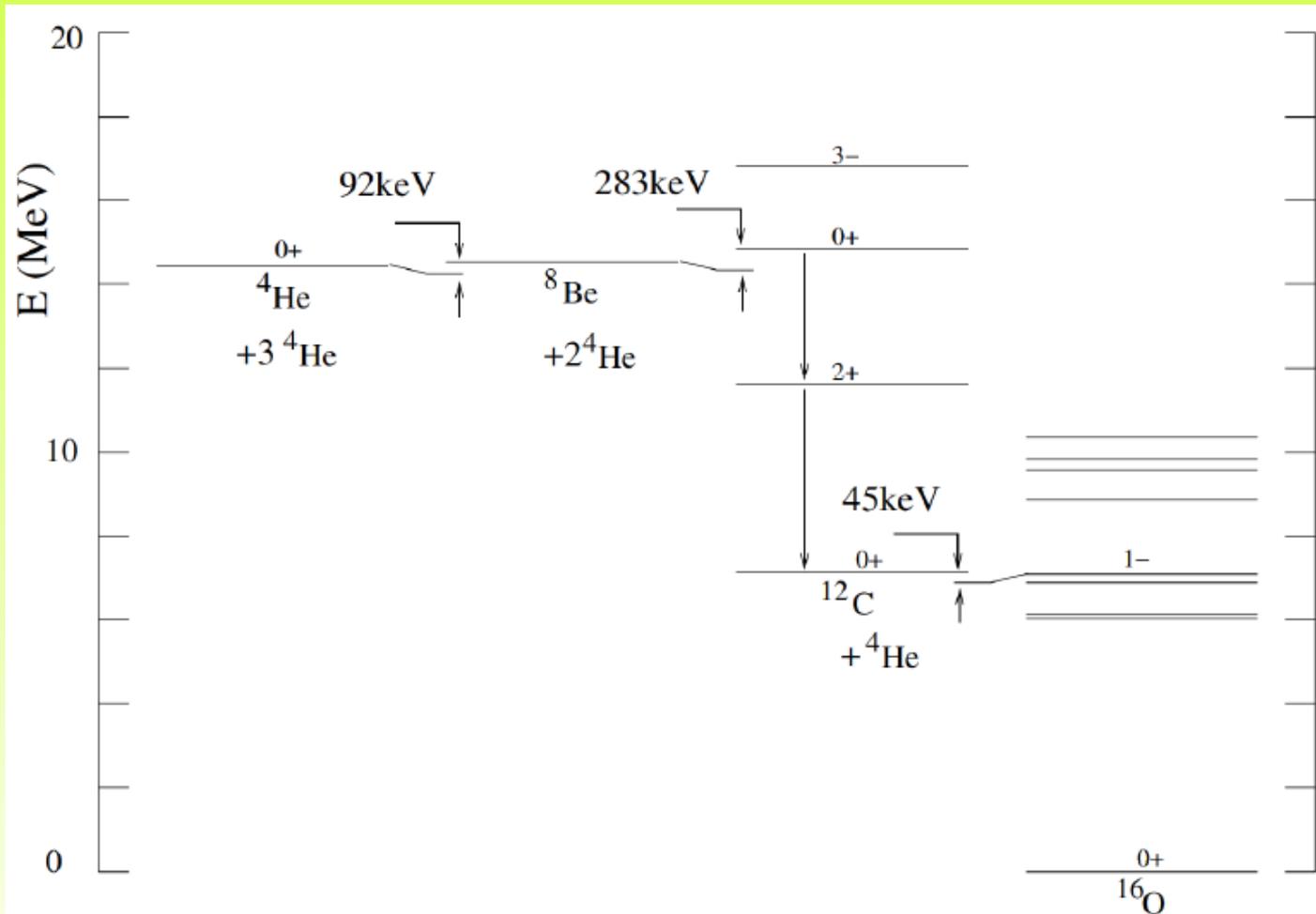
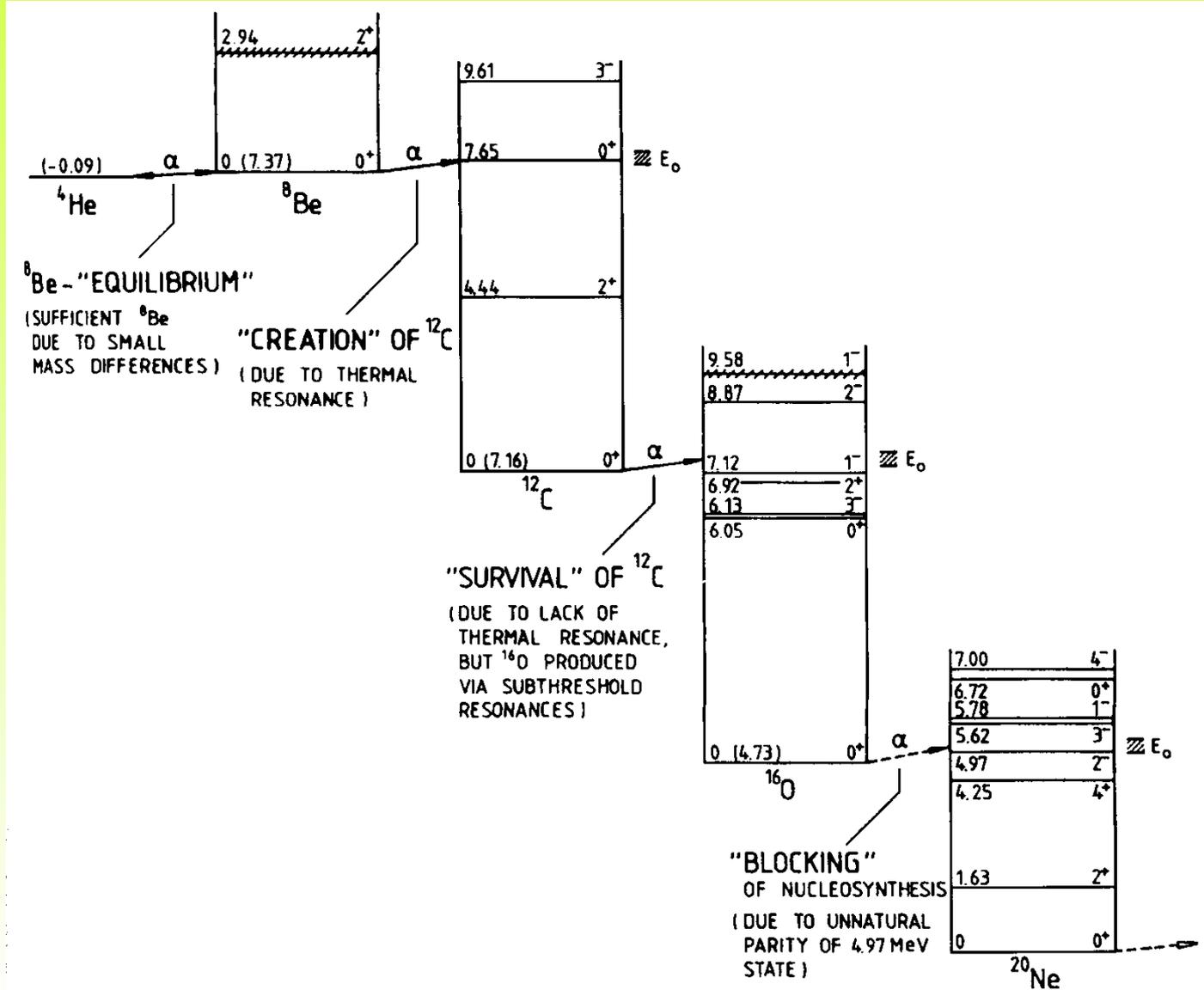


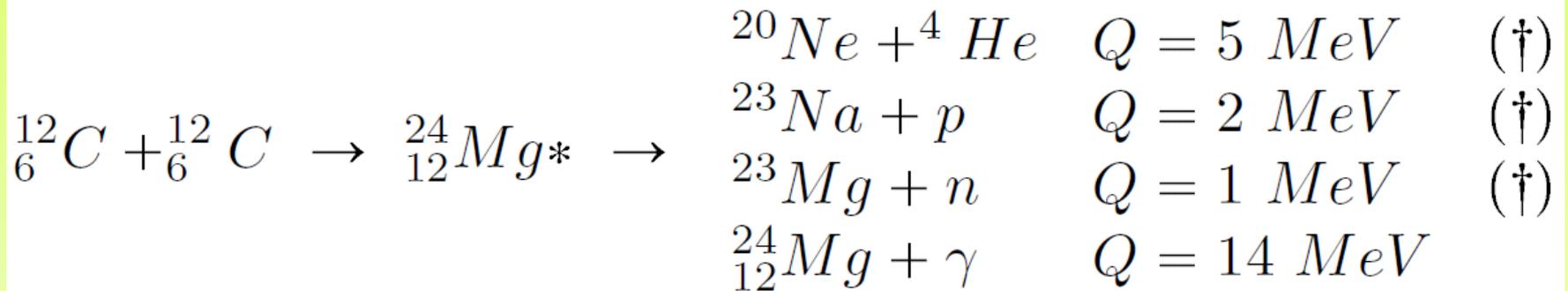
Fig. 8.5. The energy levels of four ^4He nuclei.

Combustión del ^4He



Combustión del ^{12}C

Y si la temperatura sigue subiendo...

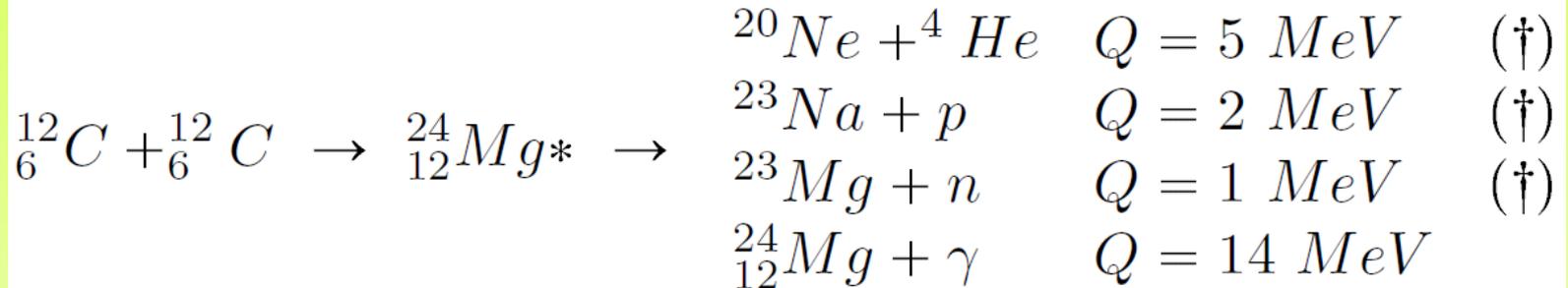


Aparecen los primeros núcleos con A impar

¡Se liberan protones y neutrones!

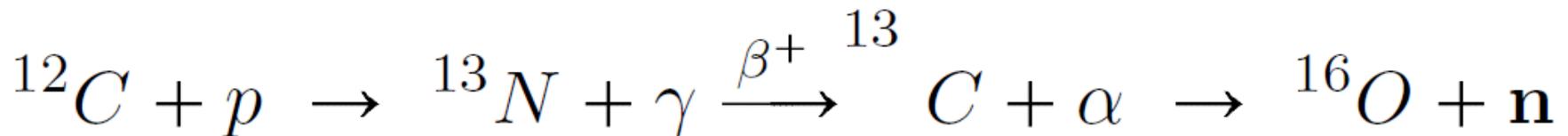
Combustión del ^{12}C

Y si la temperatura sigue subiendo...



Aparecen los primeros núcleos con A impar

¡Se liberan **neutrones!**

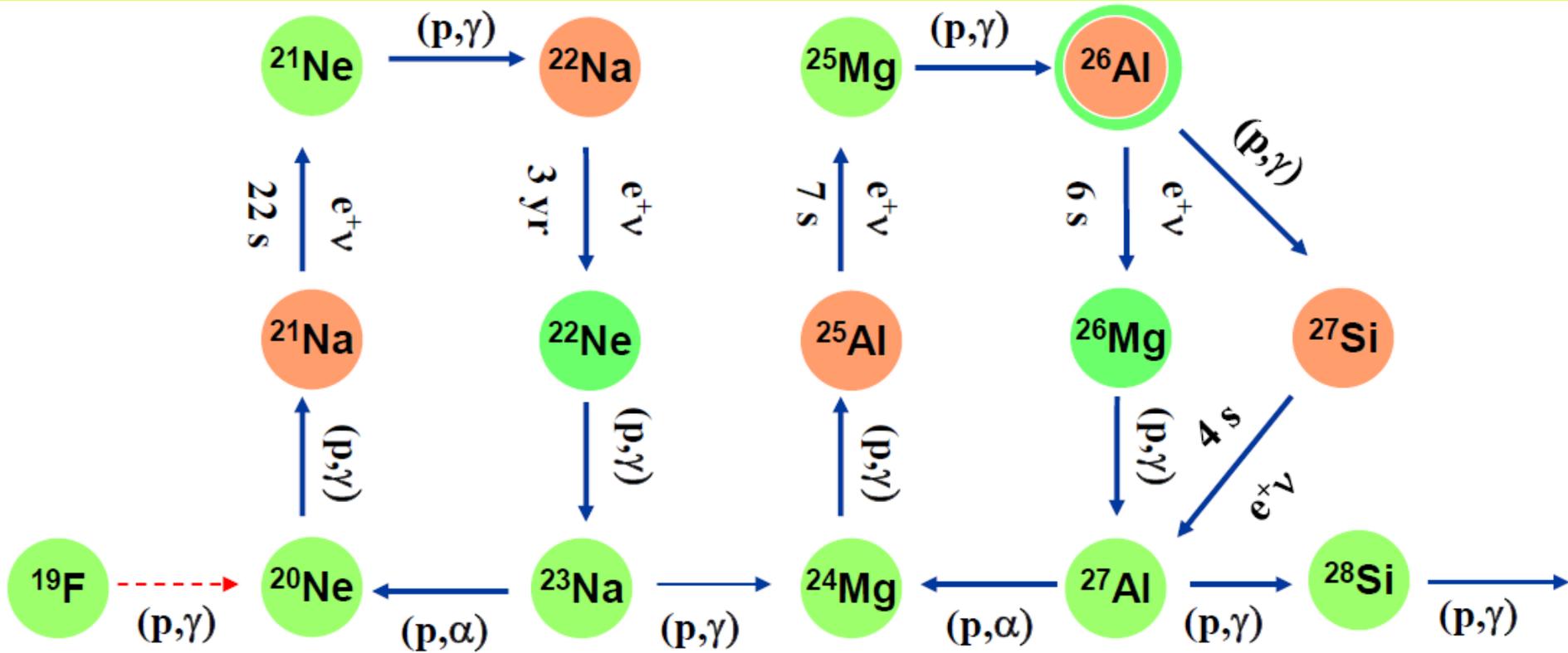


Combustión del ^{24}Mg

- Podríamos pensar que fusionando dos núcleos de ^{24}Mg llegamos cerca de la estabilidad $A=56$.
- Sin embargo, la presencia de fotones térmicos de alta temperatura hacen que sea un proceso poco eficiente (son capaces de disociar núcleos)
- Ciclos para llegar a núcleos más pesados

(Bi)Ciclo NeNa + MgAl

Y si la temperatura sigue subiendo...

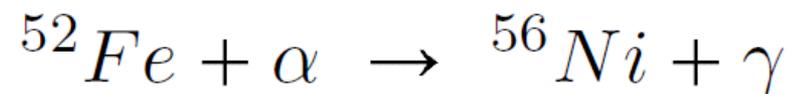
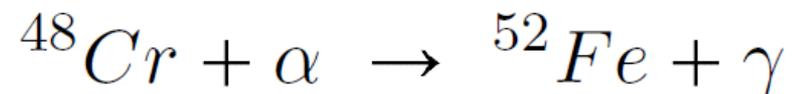
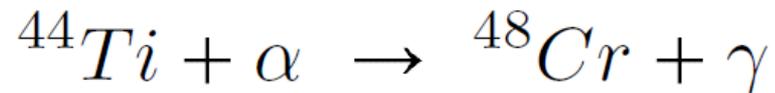
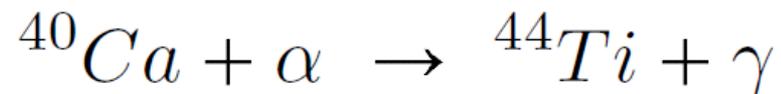
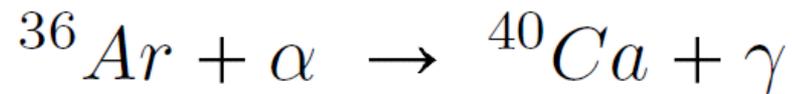
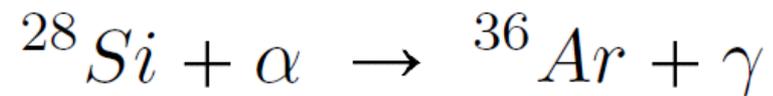


Combustión del ^{28}Si

- Podríamos pensar que fusionando dos núcleos de ^{28}Si (para dar ^{56}Ni) llegamos cerca de la estabilidad $A=56$.
- Sin embargo, la presencia de fotones térmicos de alta temperatura hacen que sea un proceso poco eficiente (son capaces de disociar núcleos)

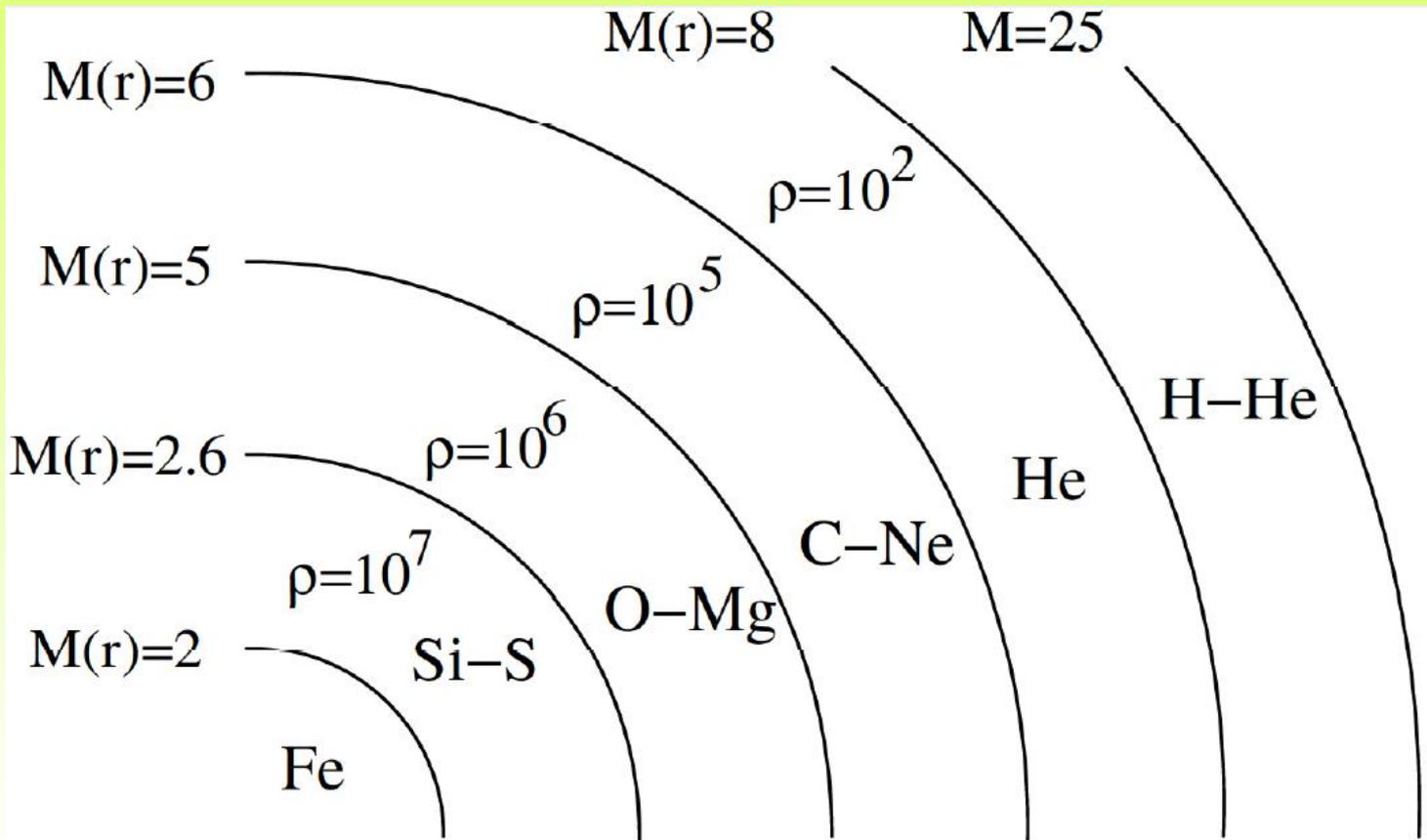
Combustión del ^{28}Si

Y si la temperatura sigue subiendo...



¡No hay más que fusionar...

- ... en el núcleo! En la corteza puede existir fusión en diferentes etapas



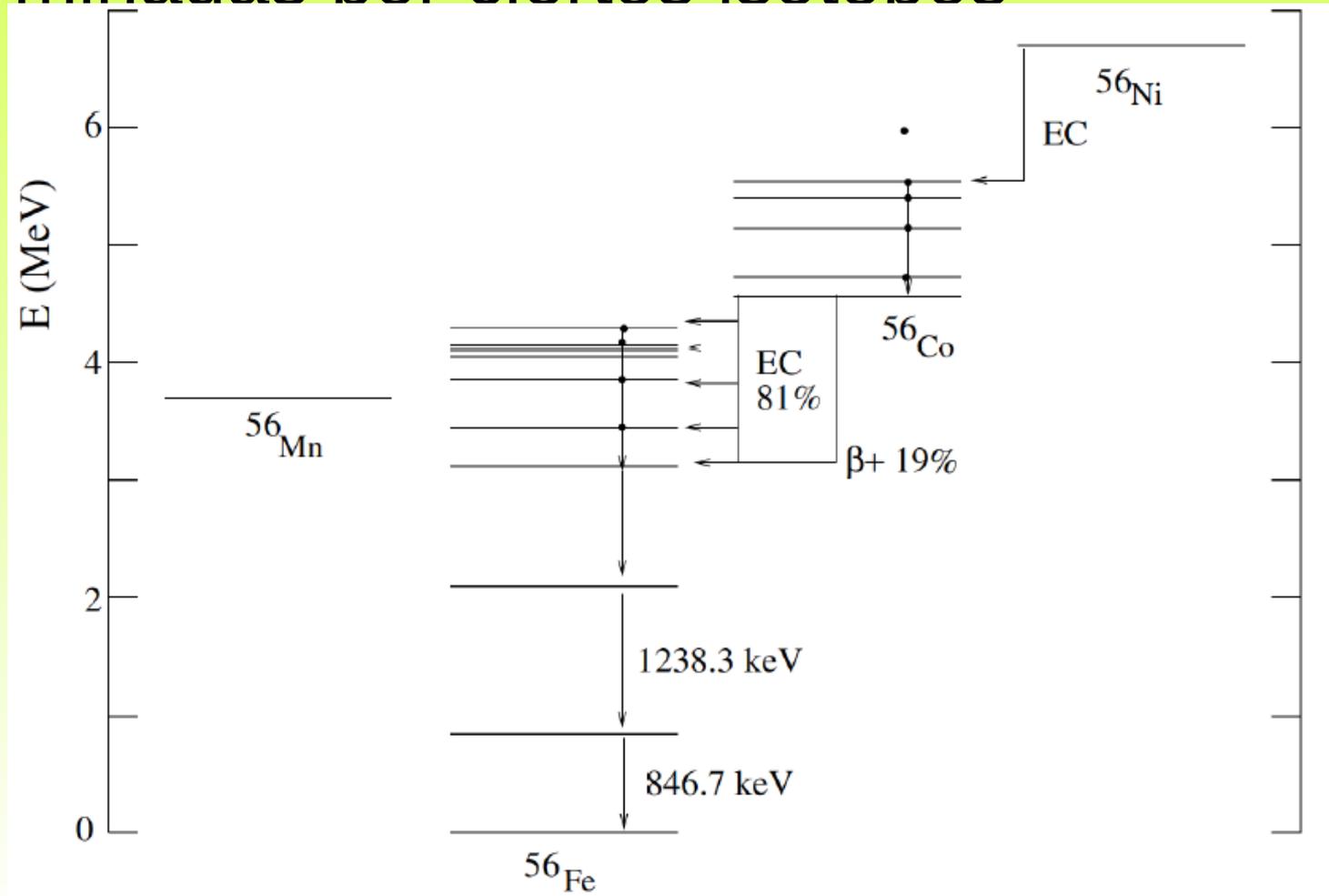
El *Catapún*

- La presión de degeneración no depende de la temperatura
- Colapso gravitatorio de las capas externas
- ¿Y de dónde sale la energía para mantener el brillo?

El Catapún

- La luminosidad, y su duración, están determinadas por ciertos isótopos

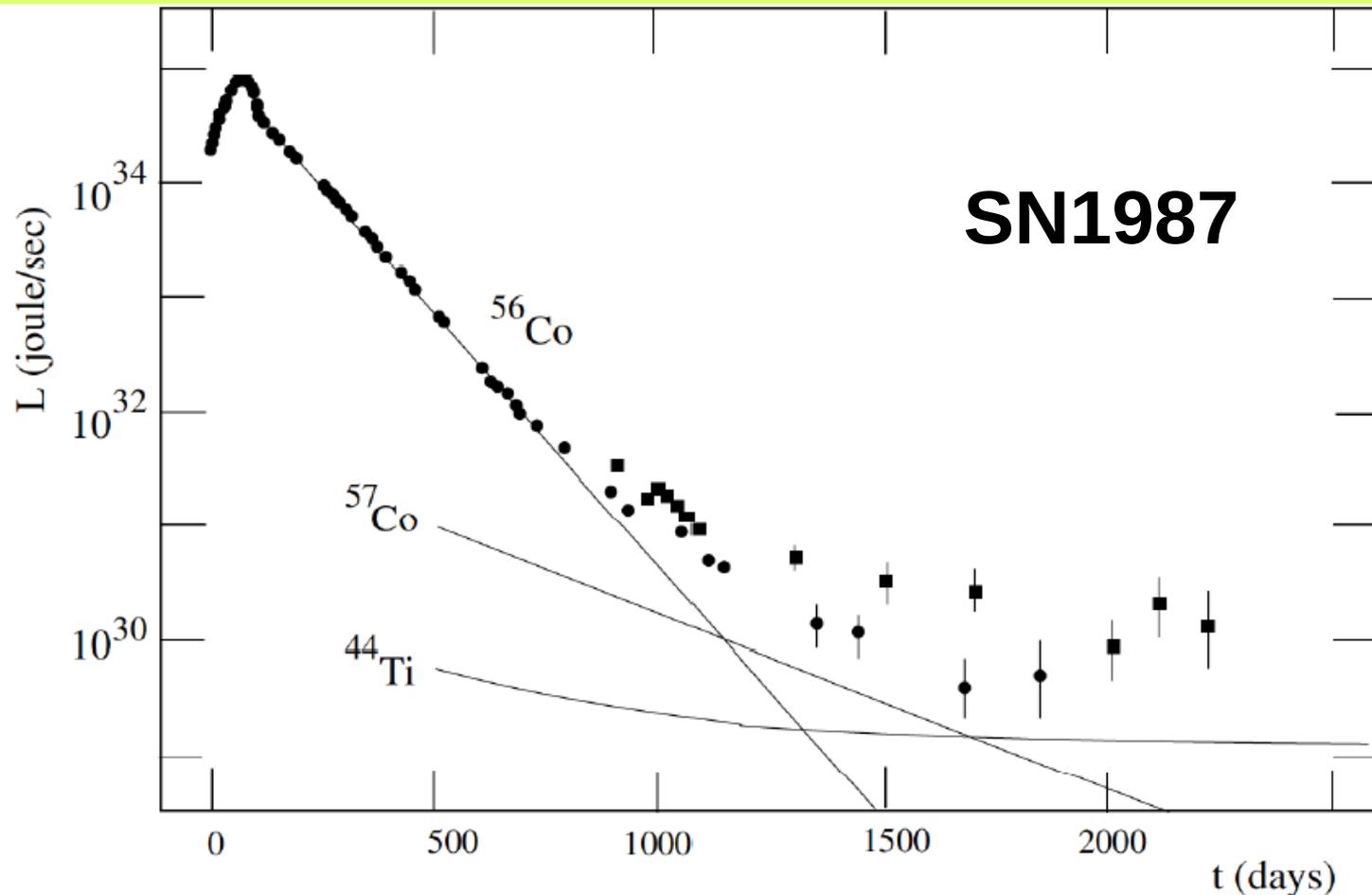
Basdevant, Rich, Spiro



El Catapún

- La luminosidad, y su duración, están determinadas por ciertos isótopos

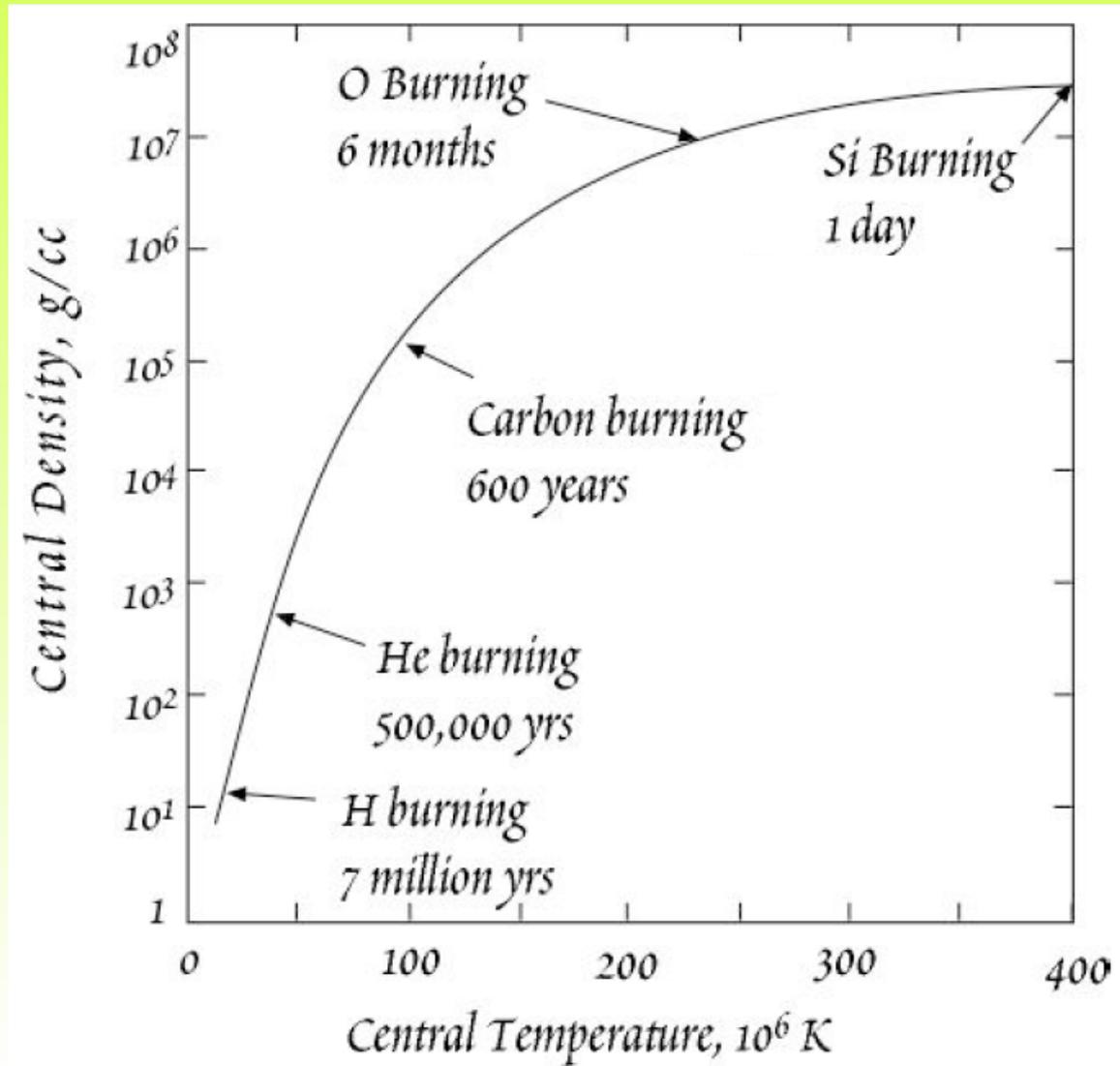
Basdevant, Rich, Spiro



Núcleo de la estrella

- Adiós al termostato nuclear...
 - Producción térmica de neutrinos
 - Se degenera: el plasma no soporta la presión
 - Neutronización: para compactar materia
 - Fotodisociación y evaporación: fotones muy energéticos
- Trampa de neutrinos

Escala de tiempo



Evolución MS

www.physics.byu.edu/faculty/christensen

Etapa	T / K	$\rho / (\text{g/cm}^3)$	ρ / ρ_0	Duración
Fusión H	4E7	5	5E-12	~1E7 años
Fusión He	2E8	700	7E-10	~1E6 años
Fusión C	6E8	2E5	2E-7	600 años
Fusión Ne	1E9	4E6	4E-6	1 año
Fusión O	2E9	1E7	0.00001	6 meses
Fusión Si	3E9	3E7	0.00003	1 día
Colapso g	1E10	1E12	1	segundos

Evolución MS

reaction	Q/m $10^{12} \text{ J kg}^{-1}$	T (10^9 K)	kT (keV)
$14[4^1\text{H} \rightarrow ^4\text{He}]$	640	0.015	1.3
$2[7^4\text{He} \rightarrow ^{12}\text{C} ^{16}\text{O}]$	75	0.15	15
$2[^{12}\text{C}^{16}\text{O} \rightarrow ^{28}\text{Si}]$	57	0.8-2.0	100
$2^{28}\text{Si} \rightarrow ^{56}\text{Ni}$	19	3.5	300
$^{56}\text{Ni} \rightarrow ^{56}\text{Co} \rightarrow ^{56}\text{Fe}$	12		
total	803		

4. Nucleosíntesis explosiva

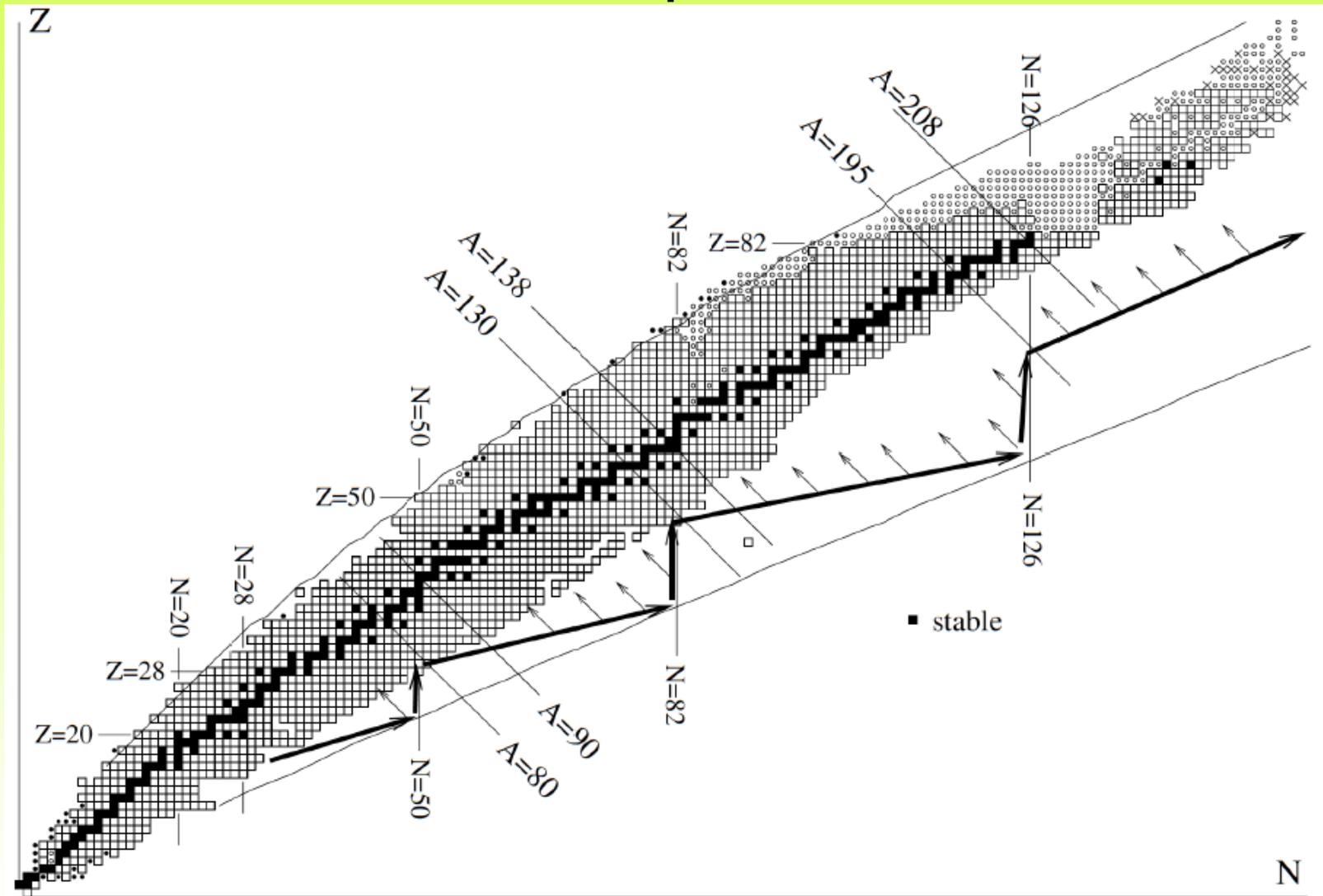
- Diferentes procesos: s, r, rp, nu-p...
 - ¿Dependerán de la temperatura?

4. Nucleosíntesis explosiva

- Diferentes procesos: s, r, rp, nu-p...
 - ¿Dependerán de la temperatura? No!
 - Proceso s y proceso r: los protagonistas son n
 - Proceso rp: energía gravitatoria
 - Proceso nu-p: los protagonistas son neutrinos

4. Nucleosíntesis explosiva

- Proceso r: absorción rápida de neutrones



4. Nucleosíntesis explosiva

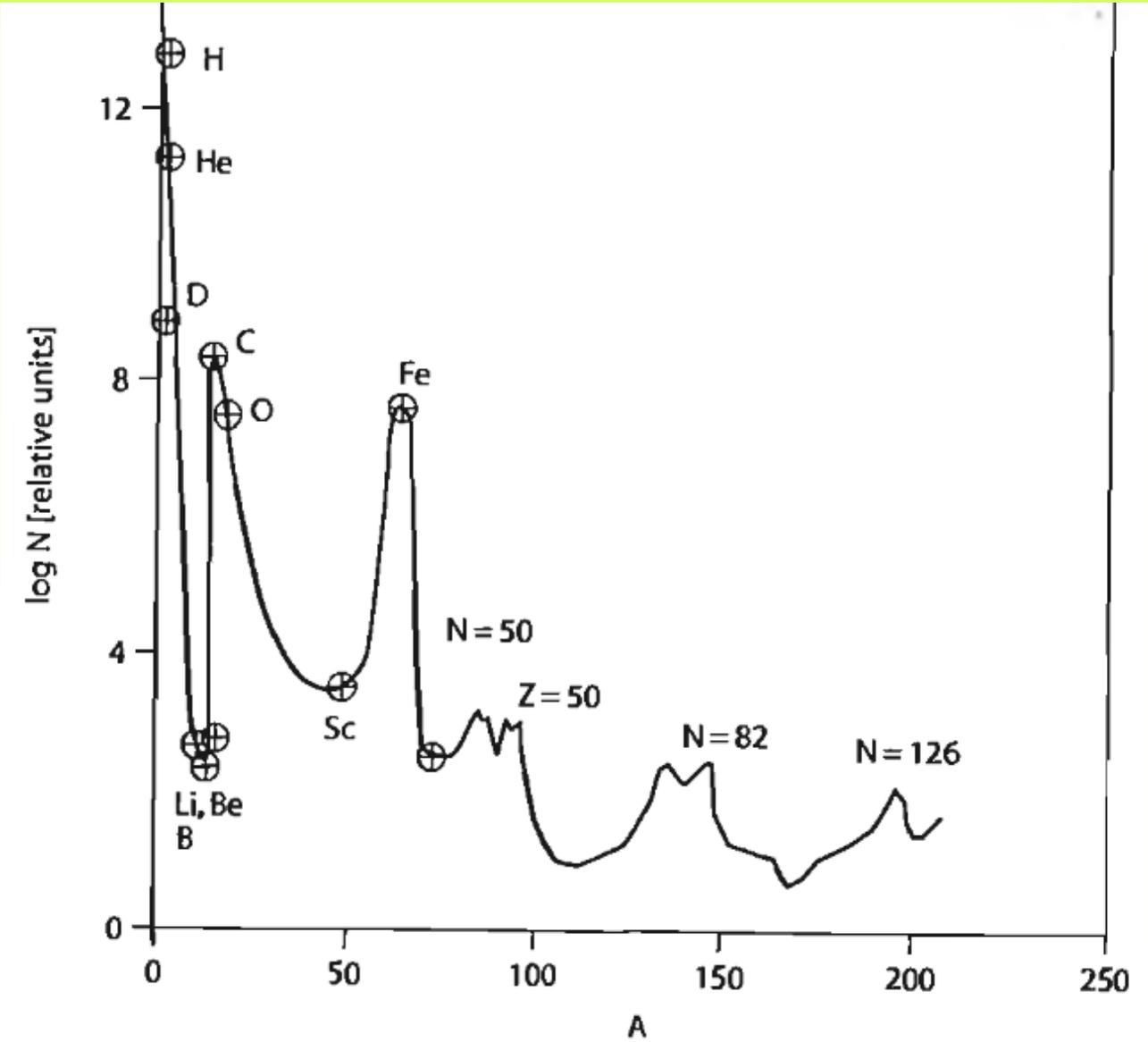
- Proceso s: absorción lenta de neutrones

Ge ₃₂		-1.0	1.8	1.5	3.9	3.1	7.4	5.1		6.0				3.7	
Ga ₃₁	-0.8	-0.9	1.5	2.2	3.0	4.5	5.5	3.6		3.1		4.7	4.2	2.7	2.1
Zn ₃₀	2.2	1.9	4.5	3.4		7.3				3.5		2.2	5.2	1.4	2.0
Cu ₂₉	1.9	3.2	4.1	2.8		4.7		2.5	5.3	1.5	2.2	0.7	1.3	0.8	0.6
Ni ₂₈		12.4				9.5		4.0	5.3	1.3	1.3	1.1		0.3	0.3
Co ₂₇	7.4	6.8		8.2	3.8	2.0	1.4	-0.5	0.1	-0.6	-0.4	-0.7	-0.6	-0.8	-0.7
Fe ₂₆				6.6	13.7	2.6	1.8	0.8	0.3	-0.4	-0.4	-0.3	-1.0	-0.8	
	N=30	31	32	33	34	35	36	37	38	39	40	41	42	43	44

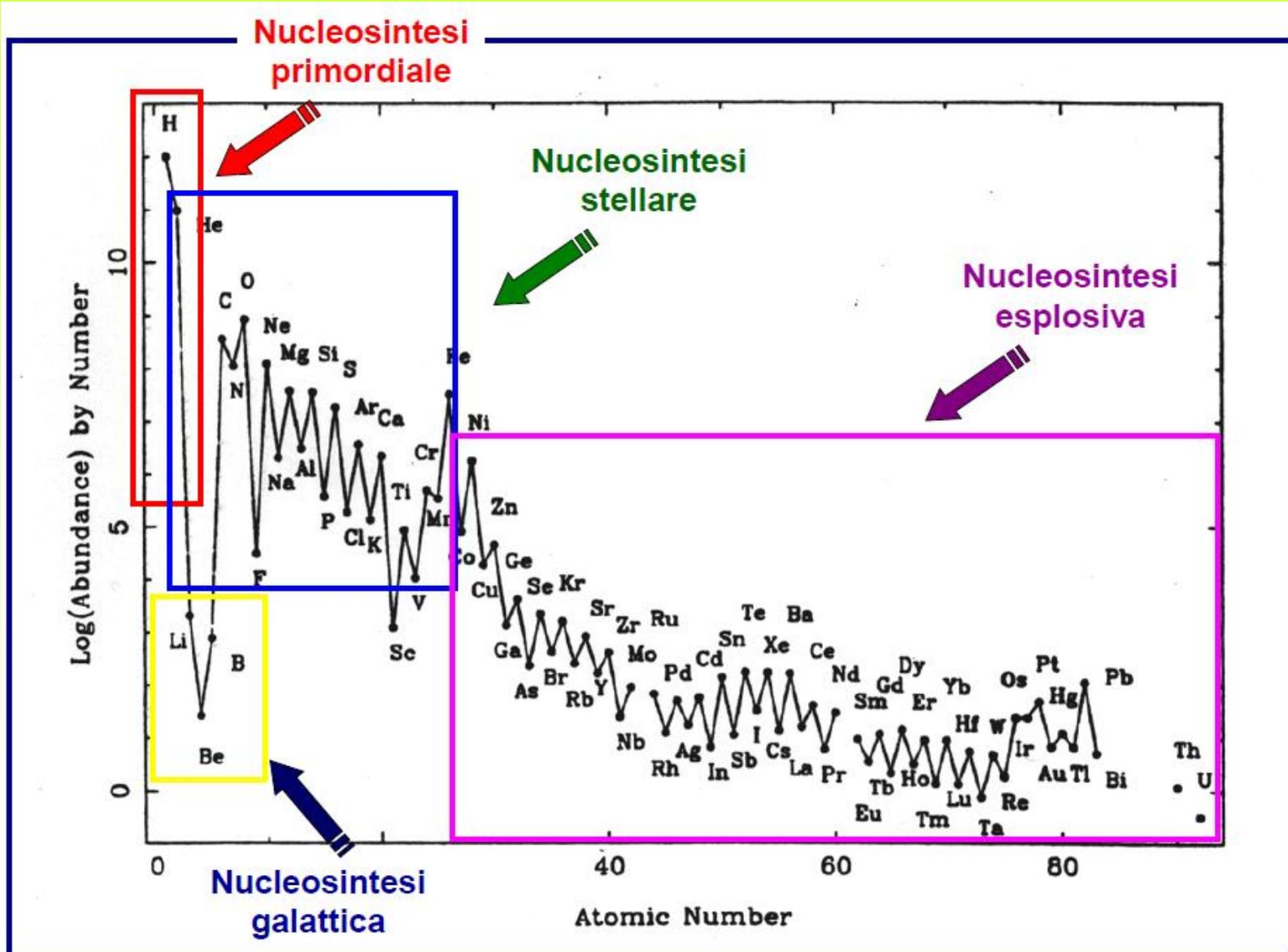
5. Conclusión

- Abundancia relativa de los núcleos
 - Depende del proceso de nucleosíntesis
 - Depende de la forma de dispersión
 - Uno de los pilares de la th del Big Bang

5. Conclusión

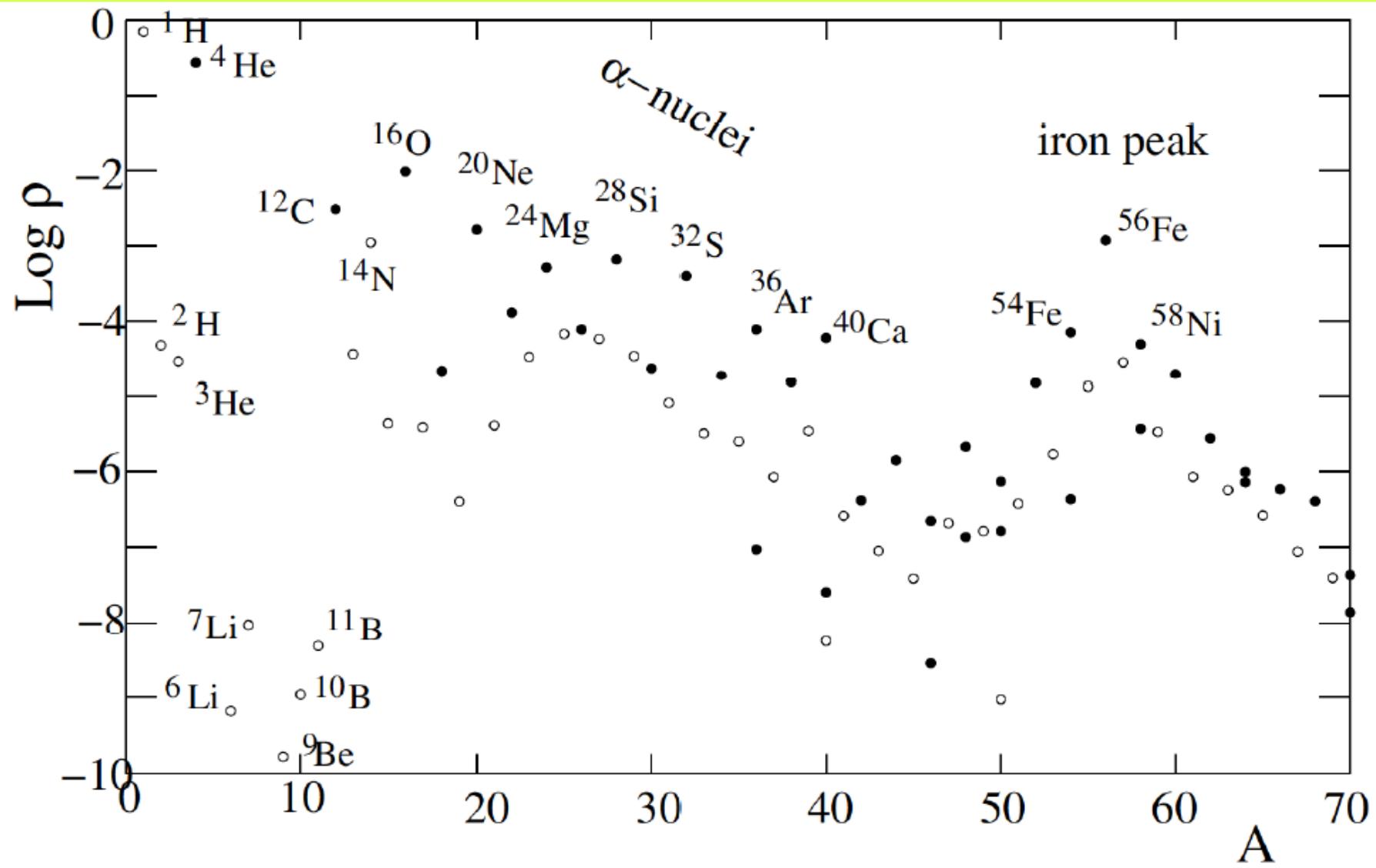


5. Conclusión



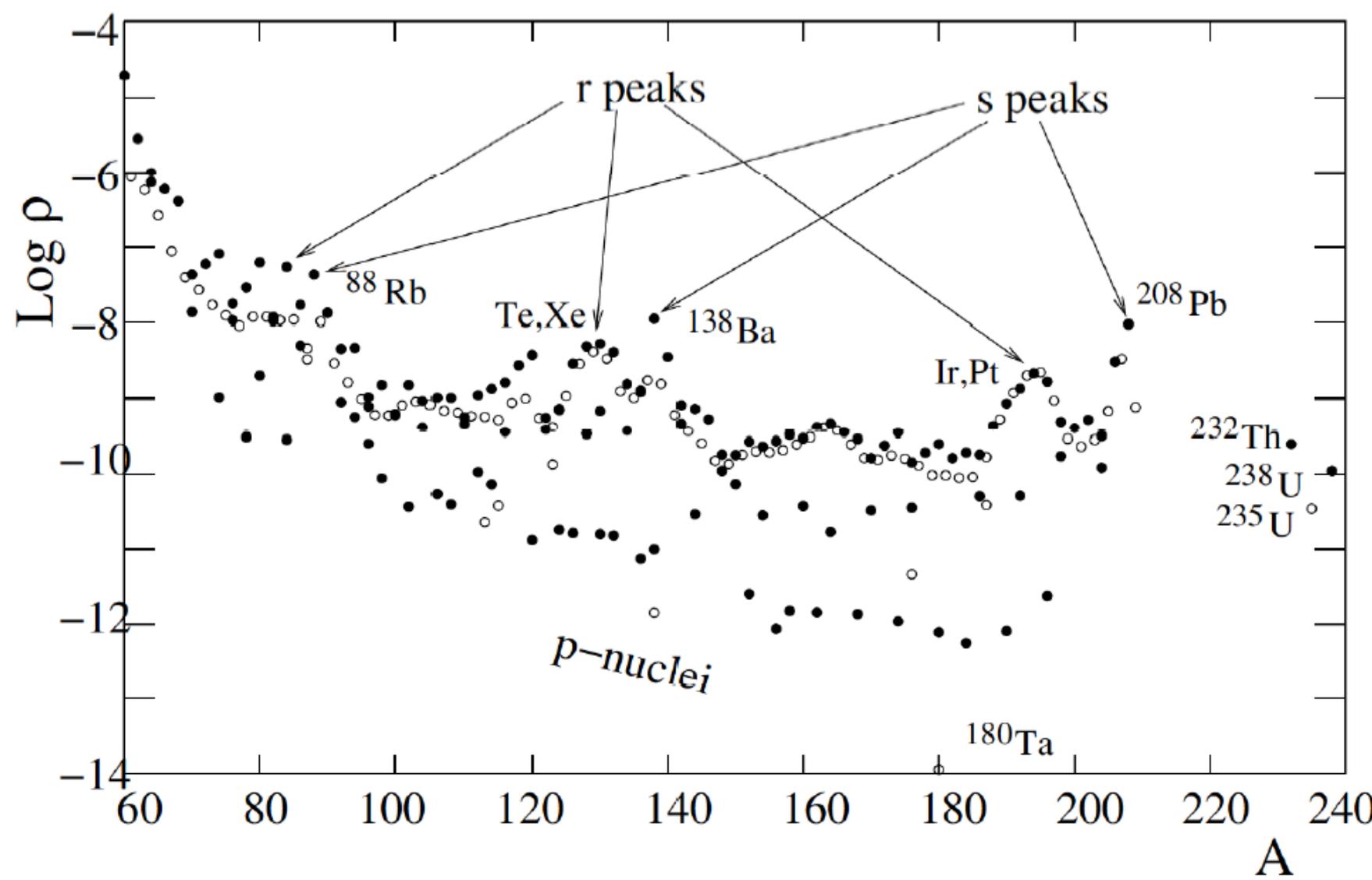
5. Conclusión

Basdevant, Rich, Spiro



5. Conclusión

Basdevant, Rich, Spiro



Bibliografía

- Basdevant, Rich, Spiro. *Fundamentals in Nuclear Physics. (From Nuclear Structure to Cosmology)*
- Shu. *The physical universe*
- Philips. *The physics of stars.*
- Bertulani. *Nuclear physics in a nutshell*
- *E. Battaner. Física de las noches estrelladas*
- *E. Battaner. Introducción a la astrofísica*