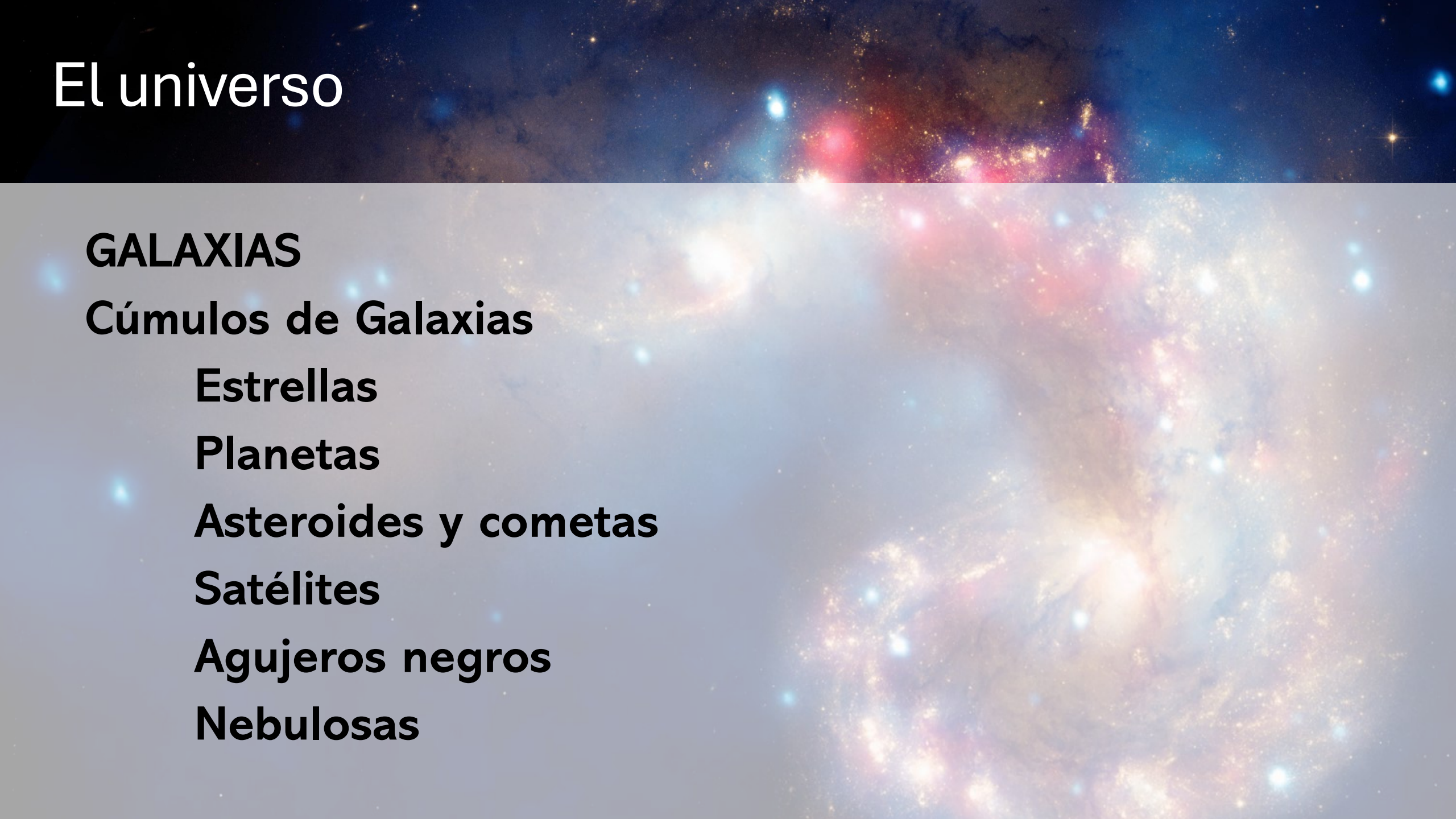




1. Los Elementos químicos

El universo



GALAXIAS

Cúmulos de Galaxias

Estrellas

Planetas

Asteroides y cometas

Satélites

Agujeros negros

Nebulosas

¿Cómo se formó el Universo?

Teoría más aceptada: el BIG BANG

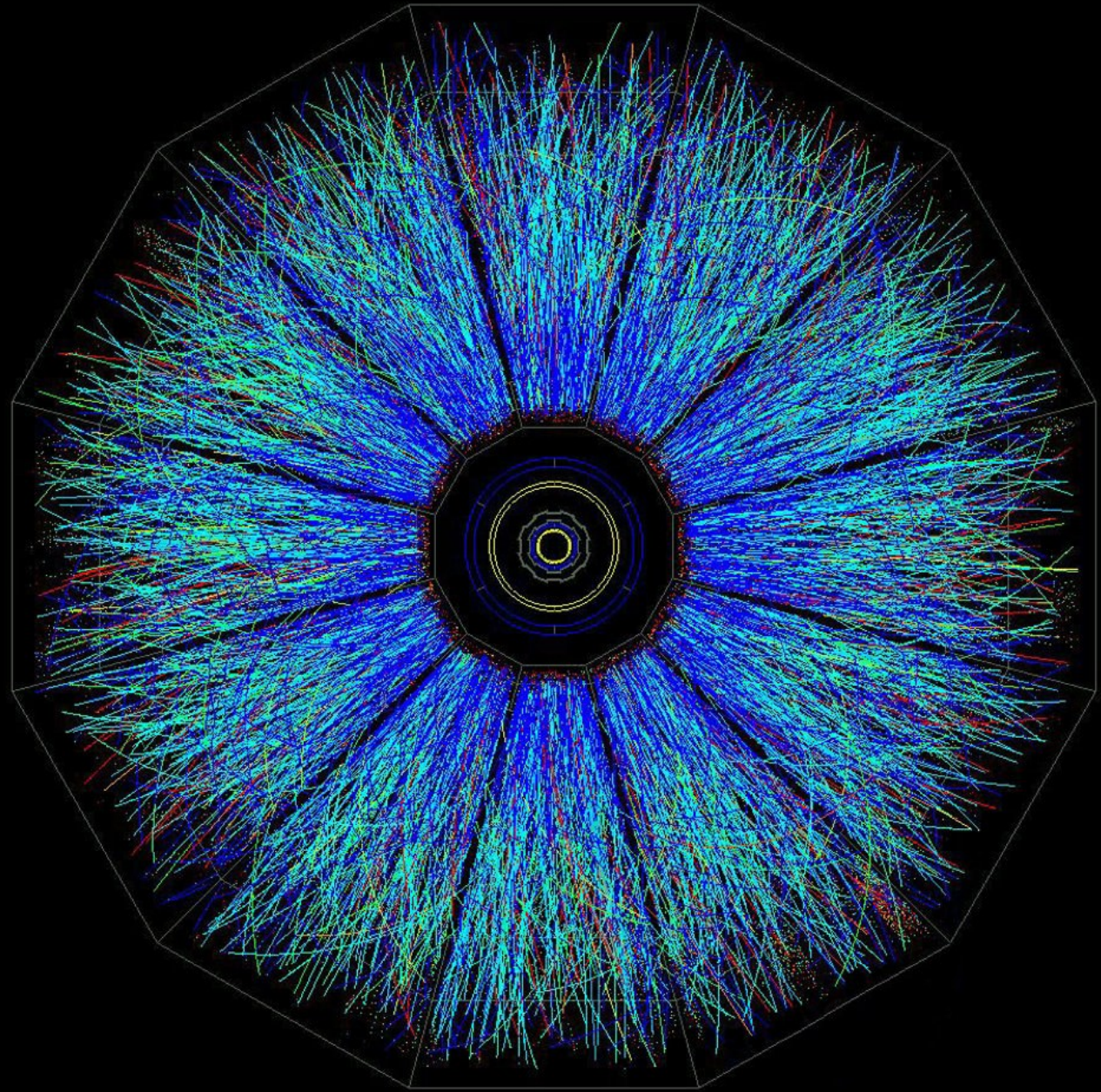
¿cómo lo sabemos?

- Alejamiento de las galaxias
- La radiación de fondo
- Distribución actual de elementos en el Universo

Átomo

Núcleo / pesado:
protones (+)
neutrones (0)

Electrones (–)



Partículas subatómicas

protón = dos cuarks “up” y un “down”

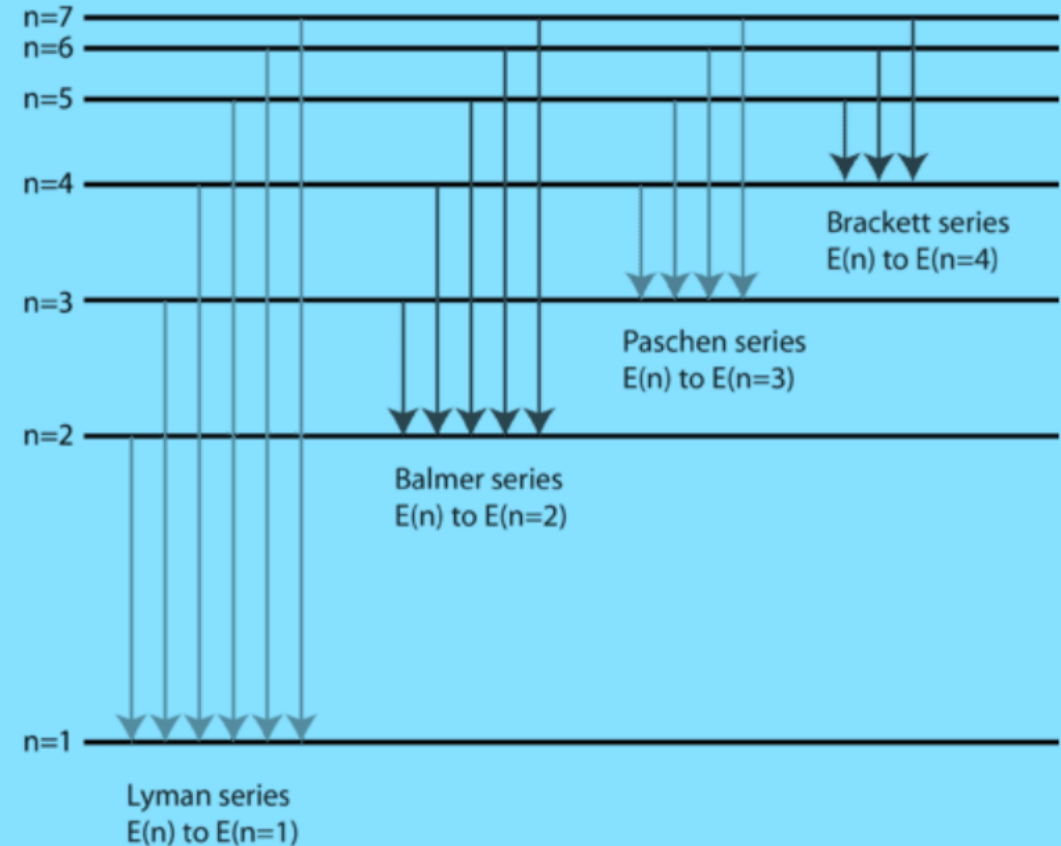
neutrón = dos cuarks “down” y un “up”

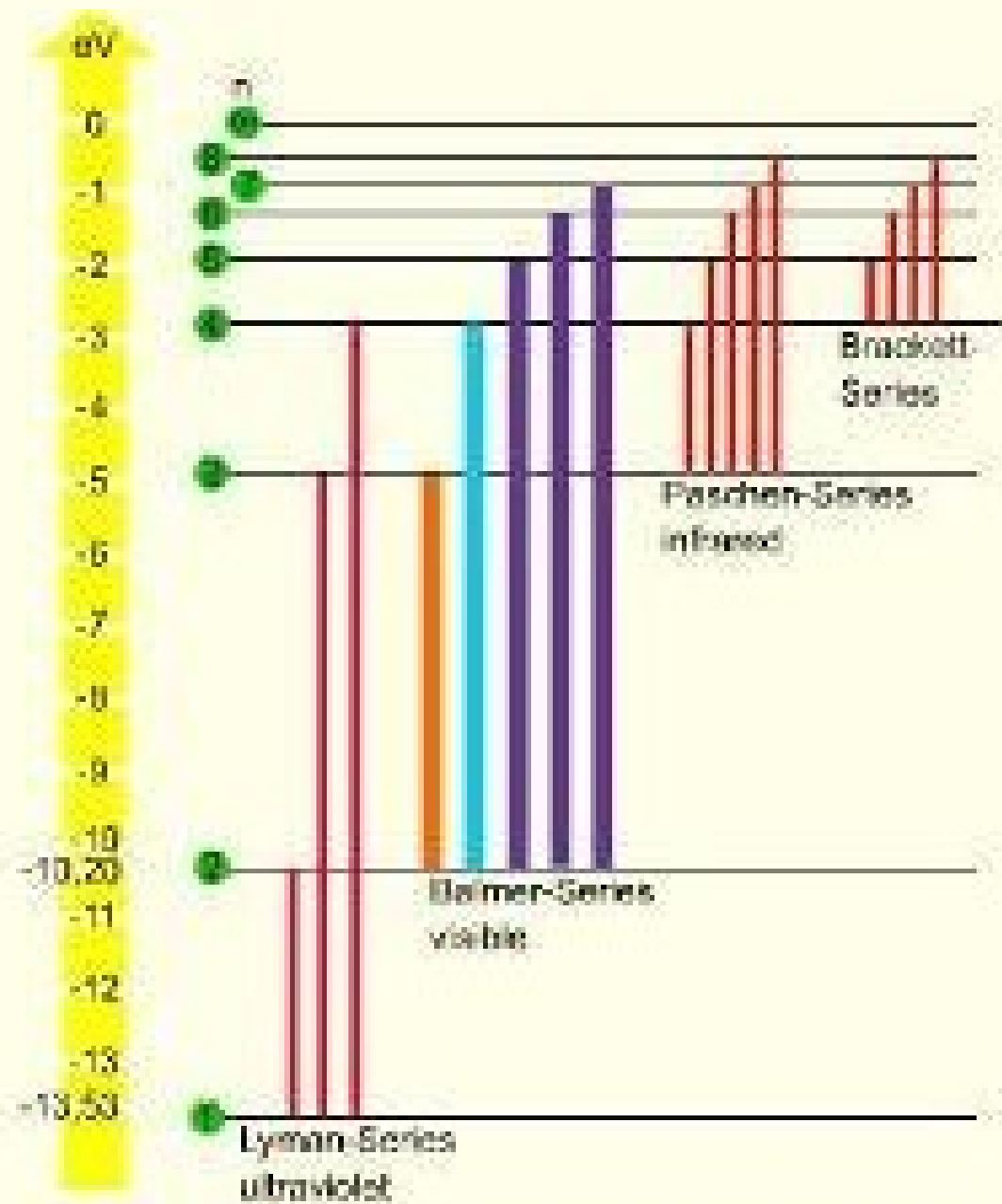
mass →	$\approx 2.3 \text{ MeV/c}^2$	$\approx 1.275 \text{ GeV/c}^2$	$\approx 173.07 \text{ GeV/c}^2$	0	$\approx 126 \text{ GeV/c}^2$
charge →	$2/3$	$2/3$	$2/3$	0	0
spin →	$1/2$	$1/2$	$1/2$	1	0
	u up	c charm	t top	g gluon	H Higgs boson
	$\approx 4.8 \text{ MeV/c}^2$	$\approx 95 \text{ MeV/c}^2$	$\approx 4.18 \text{ GeV/c}^2$	0	
	$-1/3$	$-1/3$	$-1/3$	0	
	$1/2$	$1/2$	$1/2$	1	
	d down	s strange	b bottom	γ photon	
	0.511 MeV/c^2	105.7 MeV/c^2	1.777 GeV/c^2	91.2 GeV/c^2	
	-1	-1	-1	0	
	$1/2$	$1/2$	$1/2$	1	
	e electron	μ muon	τ tau	Z Z boson	
	$< 2.2 \text{ eV/c}^2$	$< 0.17 \text{ MeV/c}^2$	$< 15.5 \text{ MeV/c}^2$	80.4 GeV/c^2	
	0	0	0	± 1	
	$1/2$	$1/2$	$1/2$	1	
	ν_e electron neutrino	ν_μ muon neutrino	ν_τ tau neutrino	W W boson	

Elementos

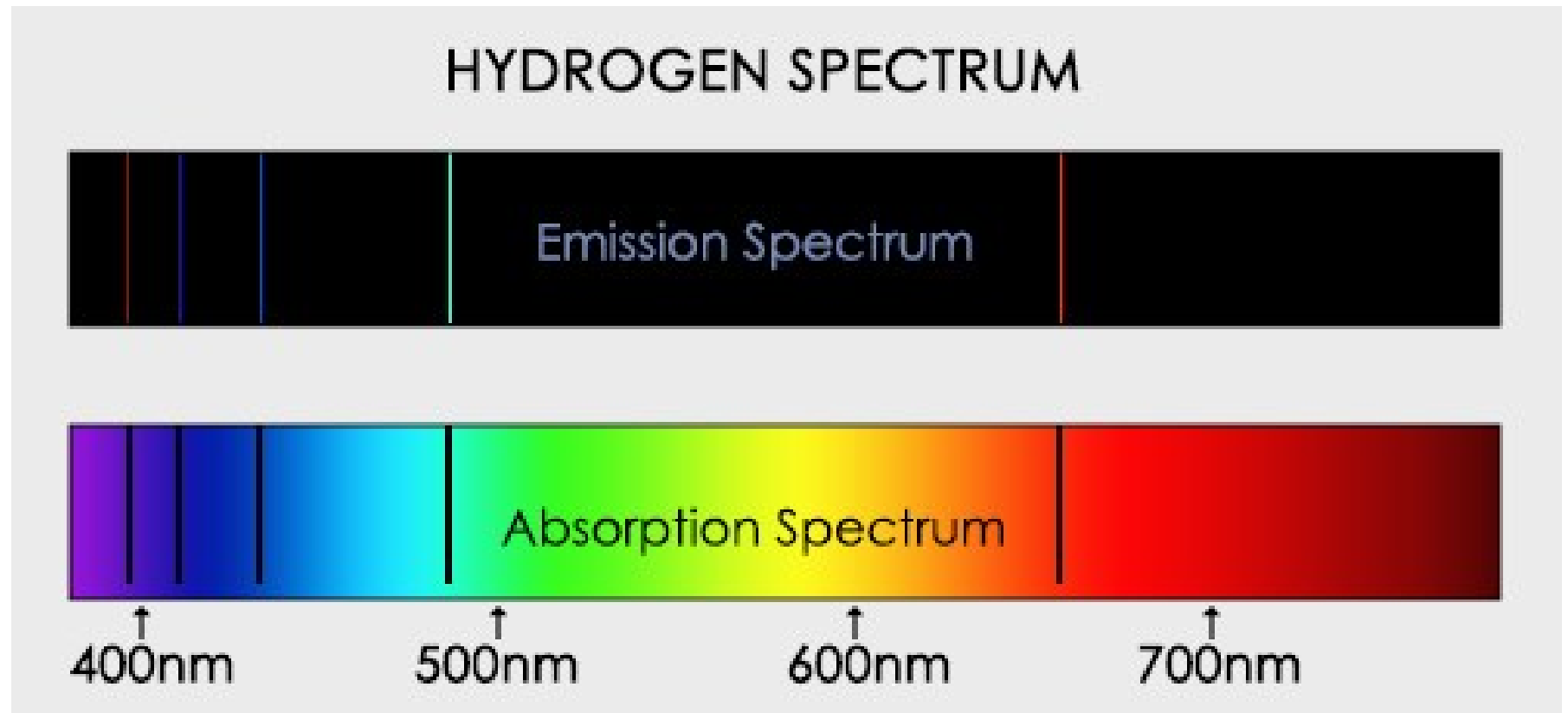
En química, nos quedaremos con la cuenta de protones y neutrones

Los electrones y su energía serán fundamentales para explicar fenómenos químicos



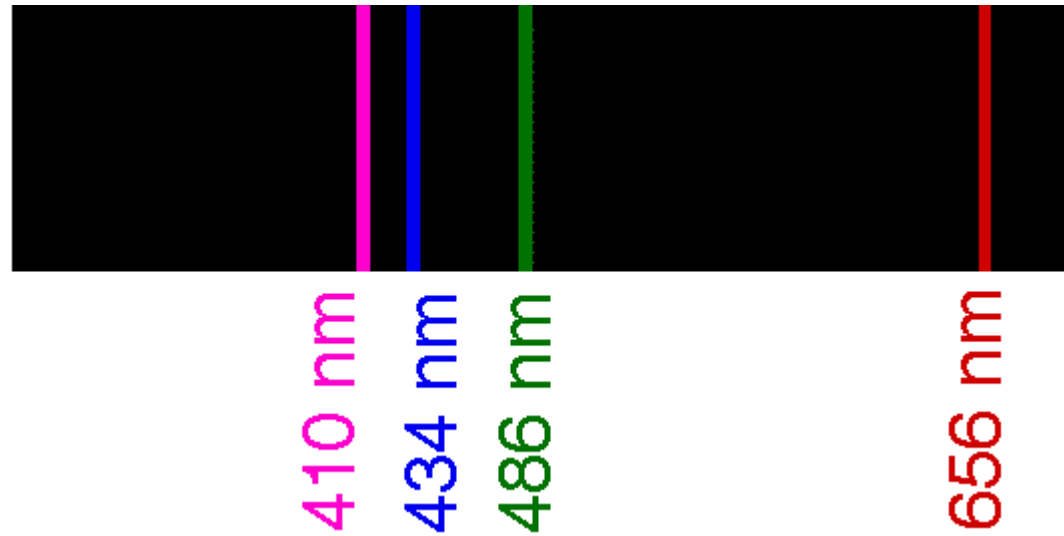


Líneas espectrales

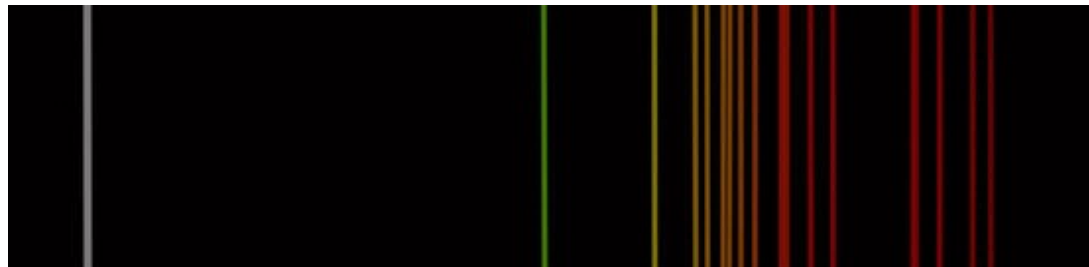


Espectro de emisión

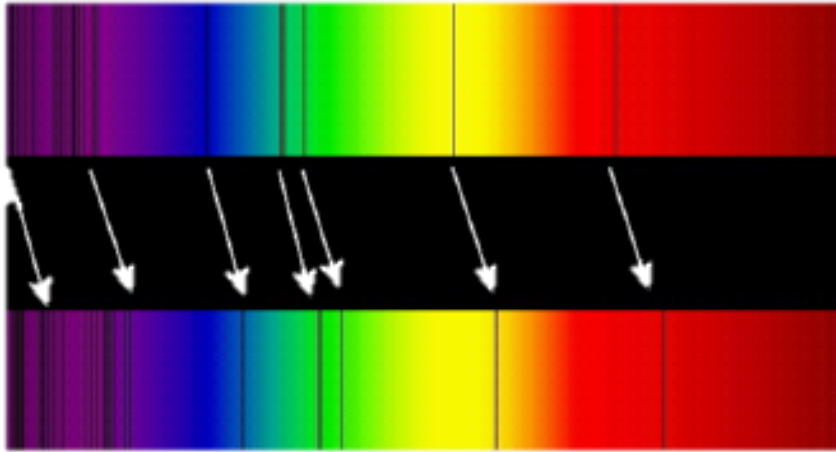
- Hidrógeno



- Neón



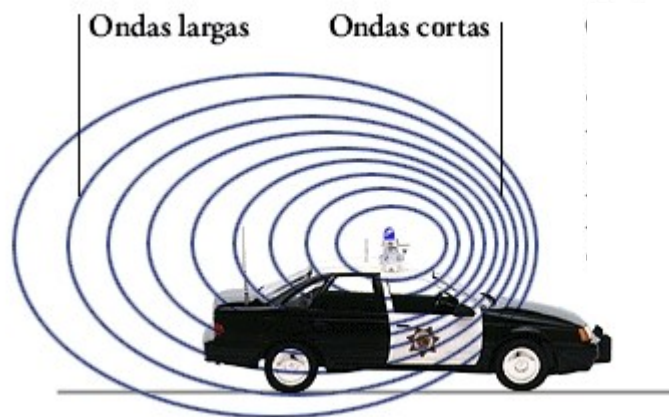
Corrimiento al rojo



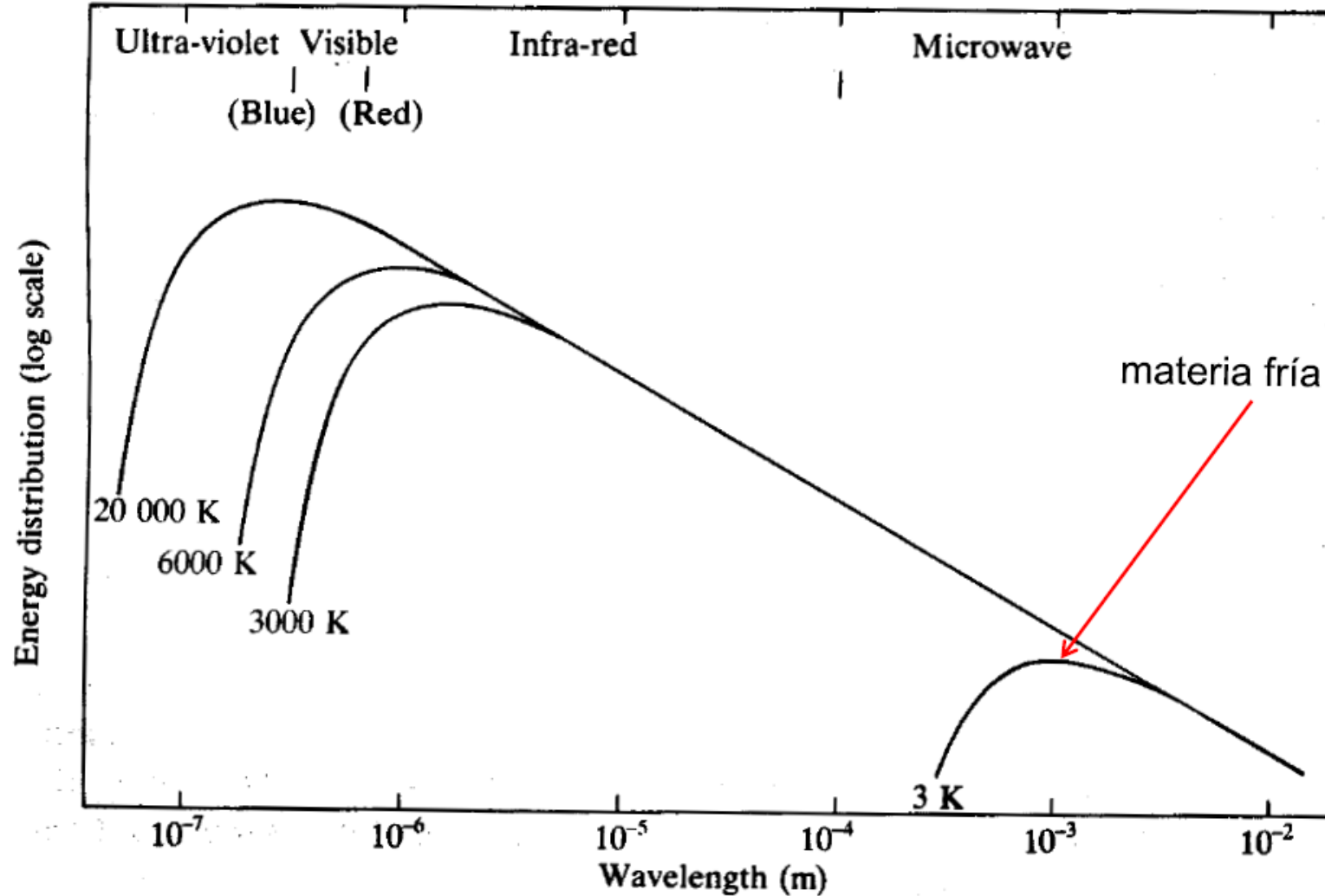
Espectro de una estrella lejana similar al Sol vs el espectro del Sol

TODAS las galaxias se están alejando. Todo debe de haber partido de un solo punto

- La luz se descompone en un prisma
- Elementos absorben líneas características
- Efecto Doppler



Radiación cósmica de fondo



Distribución de los elementos

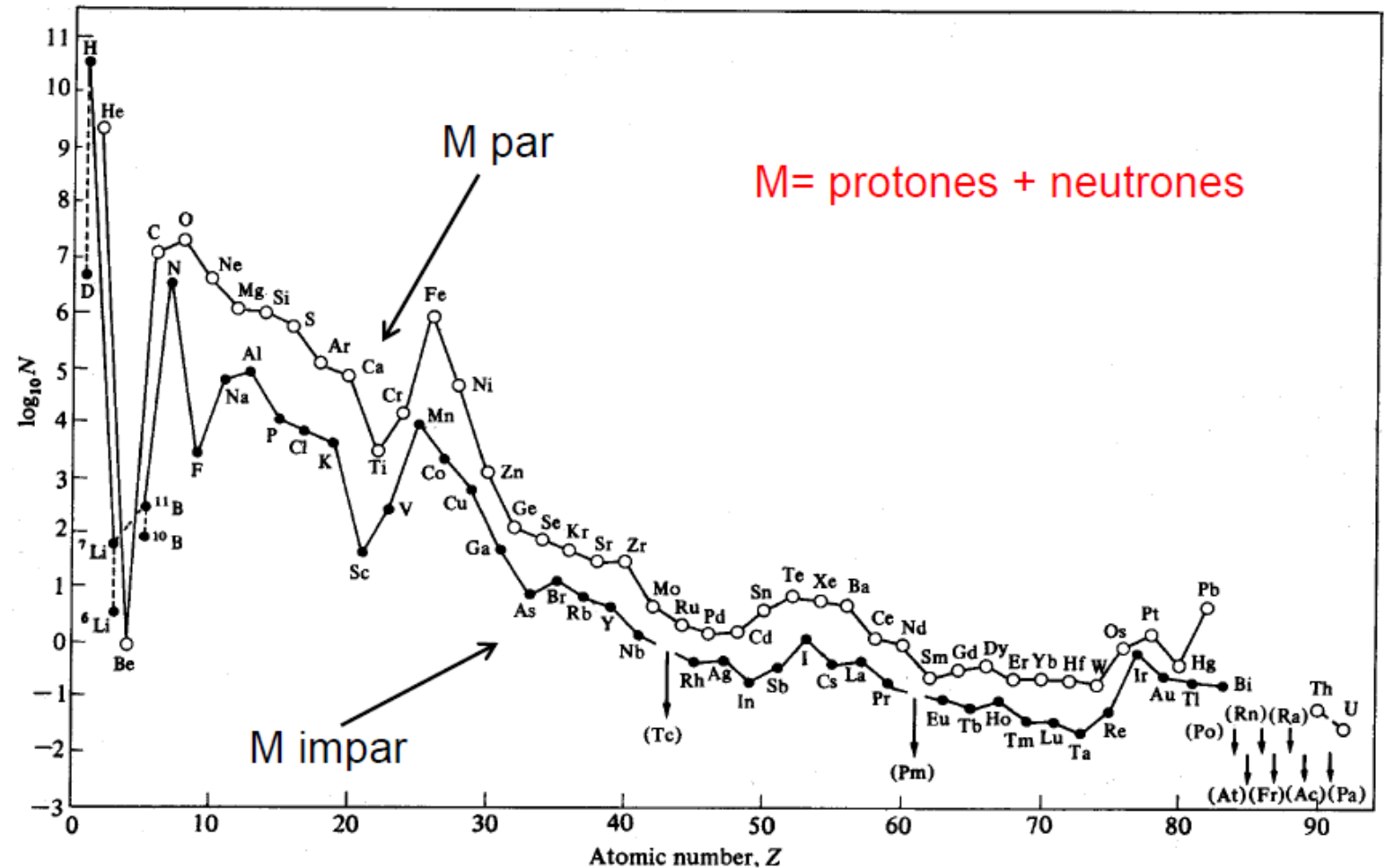


FIG. 1.1 Cosmic abundances of the elements as a function of atomic number Z . Abundances are expressed as numbers of atoms per 10⁶ atoms of Si and are plotted on a logarithmic scale. (From A. G. W. Cameron, *Space Sci. Rev.* 15, 121-46 (1973), as updated by Brian Mason, private communication.)

Origen de los elementos en el universo

Tiempo desde
el Big Bang

Presente

1 000 millones
de años

300 000 años

4 minutos

0.001 segundos

10^{-10} segundos

Era de las galaxias

Estrellas, galaxias
y cúmulos de
galaxias. Empieza
la nucleosíntesis
estelar.

Era de los átomos

Se forman los
átomos. La radiación
queda libre y forma la
radiación de fondo.

Era de los núcleos

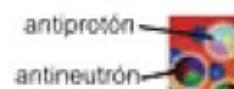
Termina la nucleosíntesis
primigenia. La materia
normal queda constituida
de 75% de hidrógeno.

Era de la nucleosíntesis

Hay protones,
neutrones, electrones,
neutrinos. Empieza la
nucleosíntesis primigenia.

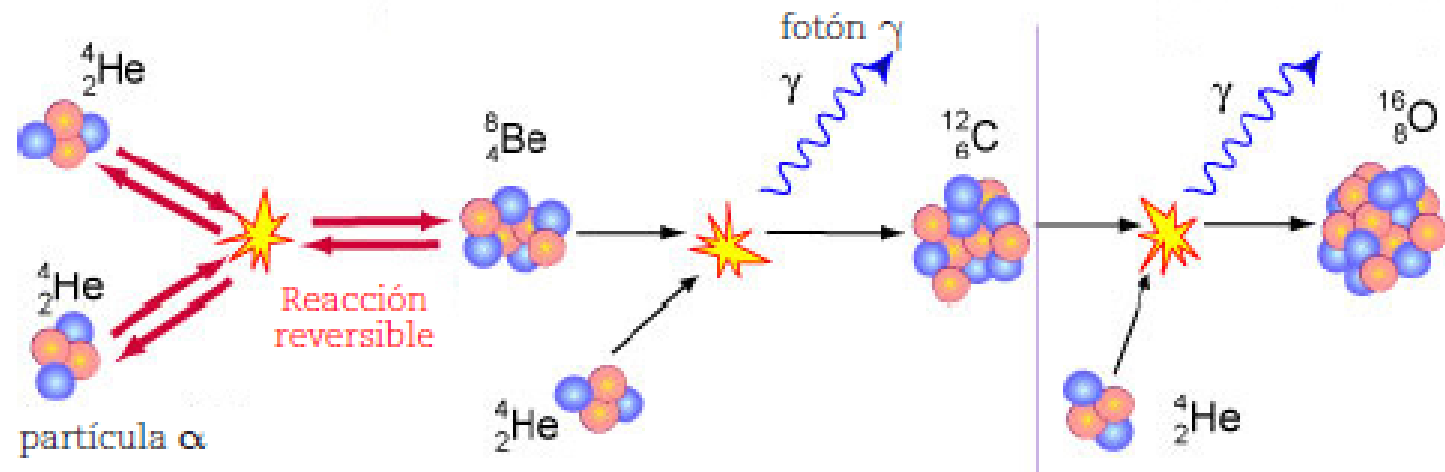
Era de las partículas

Los quarks forman
protones y neutrones.



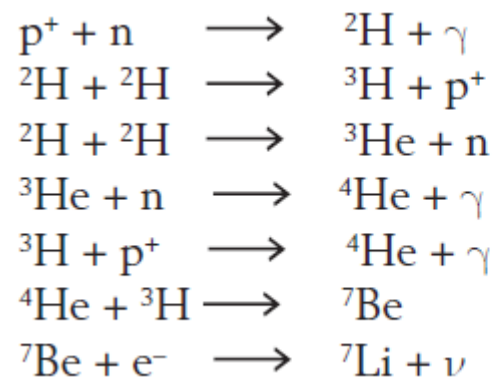
Nucleosíntesis por etapas

- Primigenia
- Estelar
- Supernovas
- Interestelar

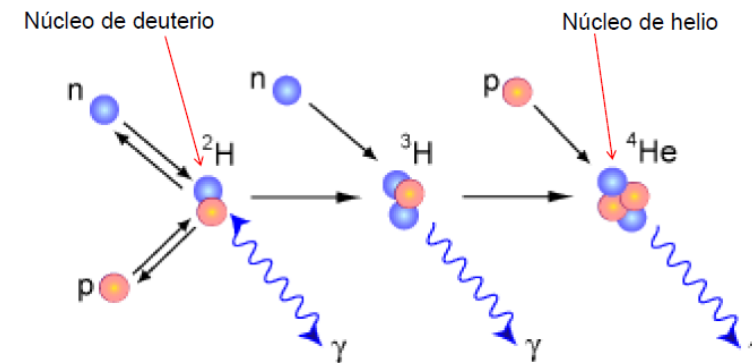


1ª etapa: Nucleosíntesis Primigenia

- 0-4 min, densidad gigante, $T = 4 \times 10^8$ a 10^9 K
- Existían fotones (γ), positrones (e^+), neutrinos (ν), antineutrinos ($\bar{\nu}$), protones (p^+), neutrones (n) y electrones (e^-)



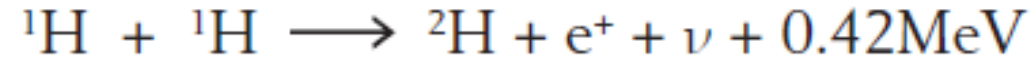
Temperatura entre
 4×10^8 y 10^9 K



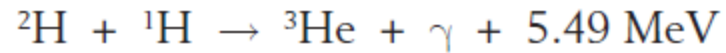
1ª etapa: Nucleosíntesis Primigenia

- Temperatura $< 4 \times 10^8$ K
- Proporción de 12 a 1 de ^1H contra ^4He y trazas de ^2H , ^3He , ^7Li y muy poco de ^7Be
- Esto quedo así por casi 400 000 años, luego aparecieron los átomos neutros, la energía y la materia se desacoplaron y se enfriaron por separado

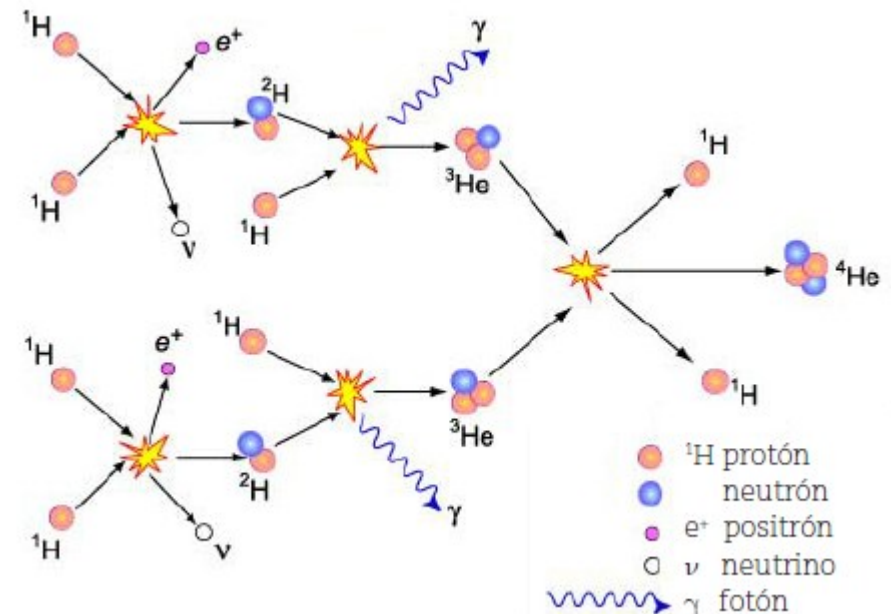
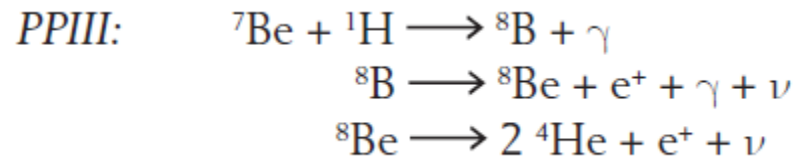
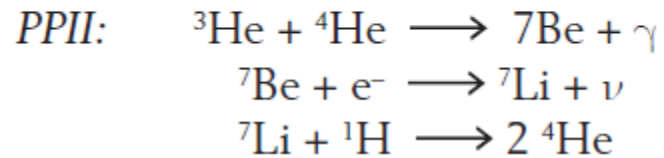
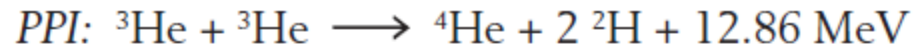
- Hans Bethe, 1939, ganador del Nobel en 1967



- Reacción en cadena protón-protón, PP

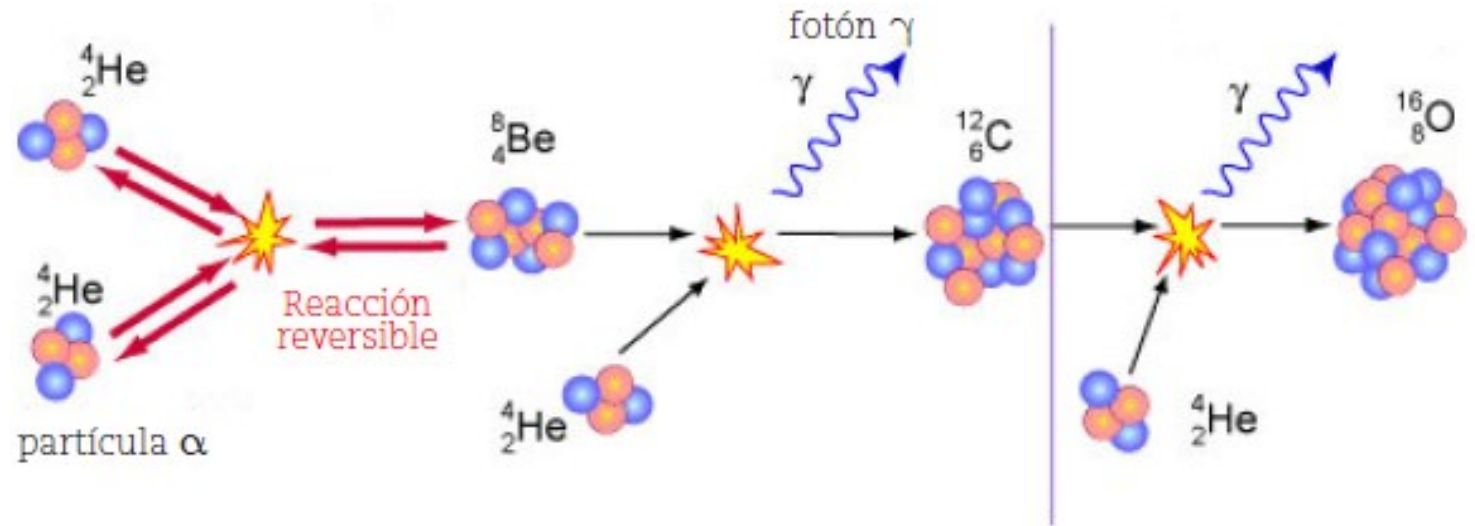


Secuencia principal de la estrella



2da etapa: Nucleosíntesis estelar

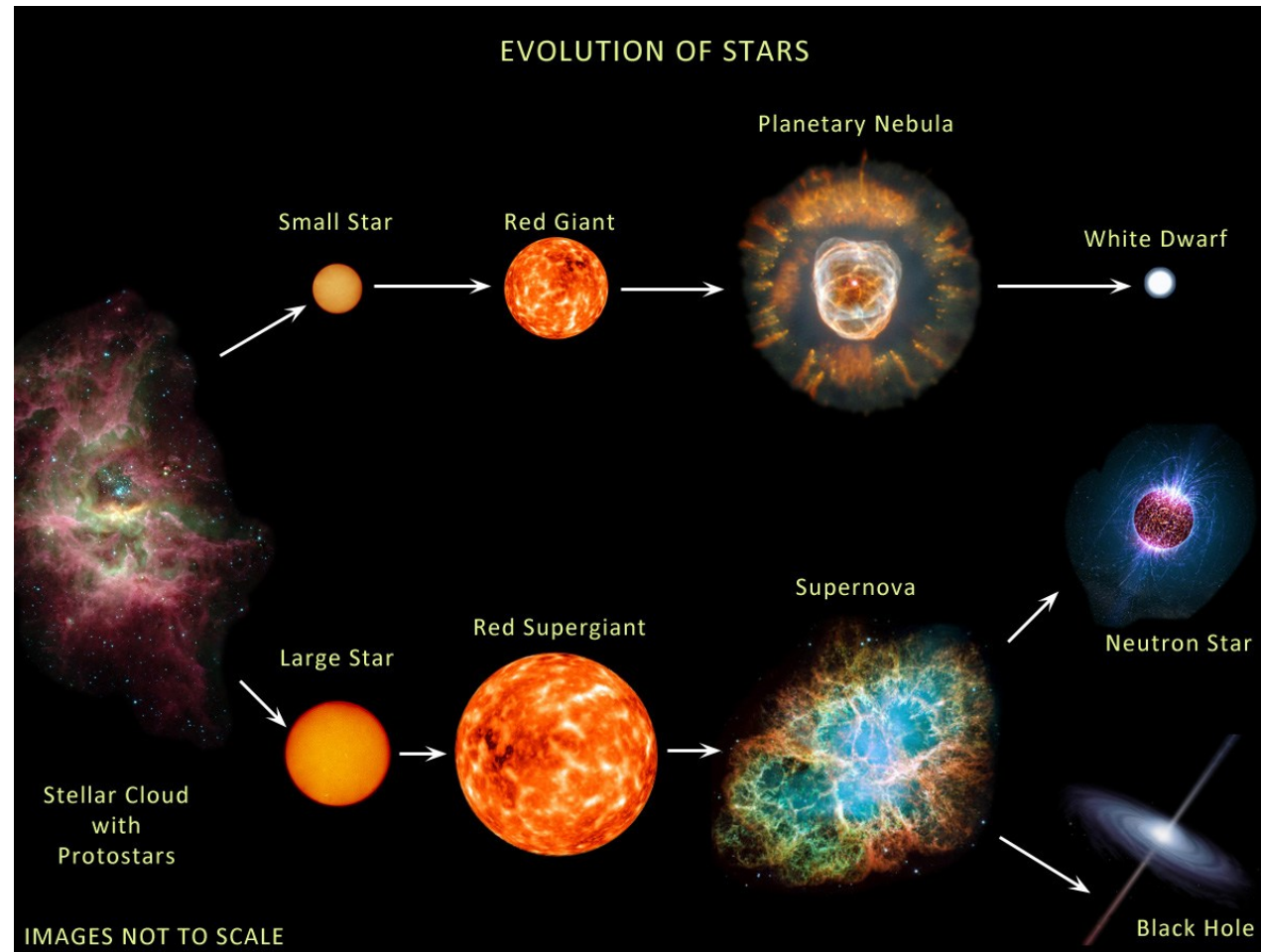
- Proceso triple alpha



- Estrella pequeña

- La temperatura interna no es suficiente para formar elementos mas pesados que el C
- Se generan pulsos con lo que queda de H y He
- Se expulsa materia y se queda una enana blanca de C y O

2da etapa: Nucleosíntesis estelar



Estrella pequeña $m < 10 \times m_{\text{Sol}}$
Estrella grande $m > 10 \times m_{\text{Sol}}$

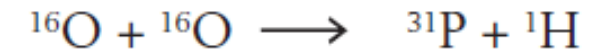
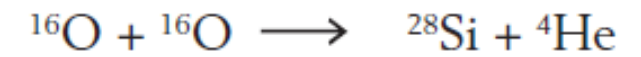
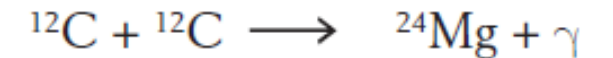
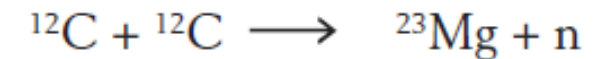
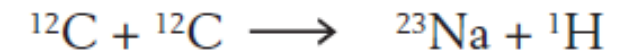
$$m_{\text{Sol}} = 2 \times 10^{30} \text{ kg}$$

2da etapa: Nucleosíntesis estelar

- Estrella grande

- Se acaba H, T aumenta y es mayor que en estrellas jóvenes

- Entre 5×10^8 y 2×10^9 K

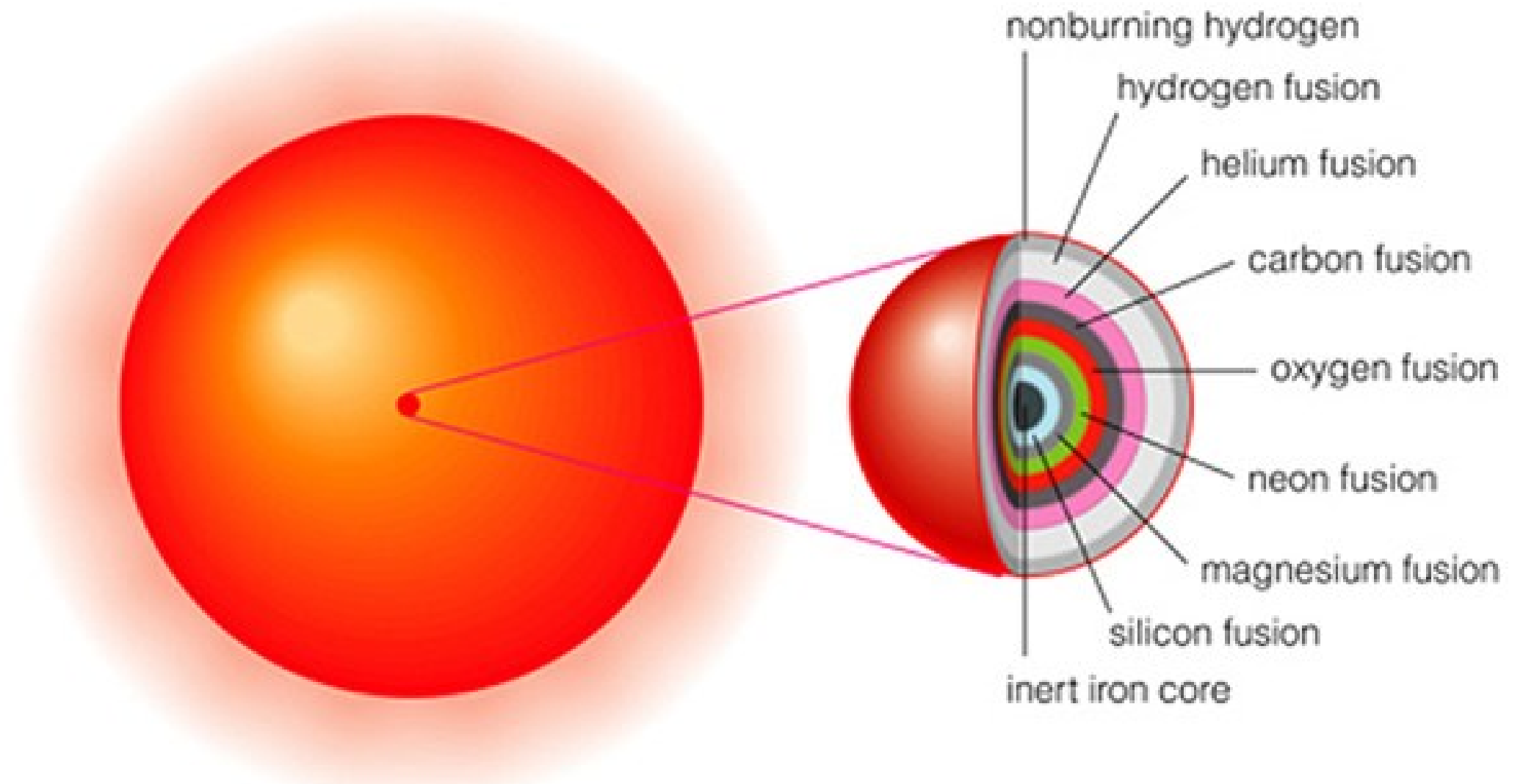


- Estructura de cebolla. Elementos pesados hacia el centro de la estrella

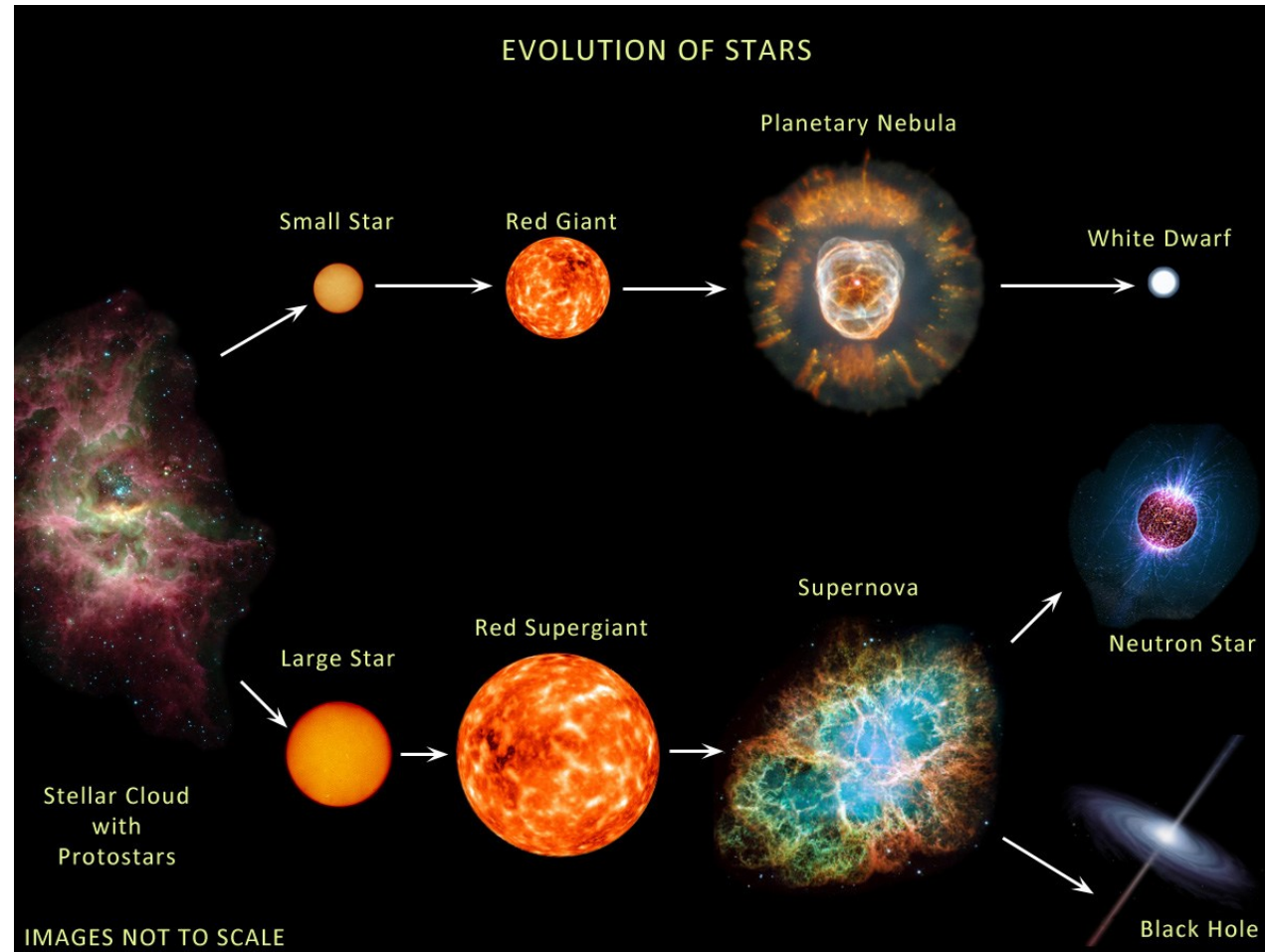
- A 4×10^9 K el ^{24}Mg y el ^{28}Si se fusionan con ^4He para formar ^{36}Ar , ^{40}Ca , ^{44}Sc , ^{48}Ti , ^{52}Cr y principalmente ^{56}Ni que decae a ^{56}Fe

- Son reacciones exotérmicas con elevadas energías de activación

Estructura de la estrella

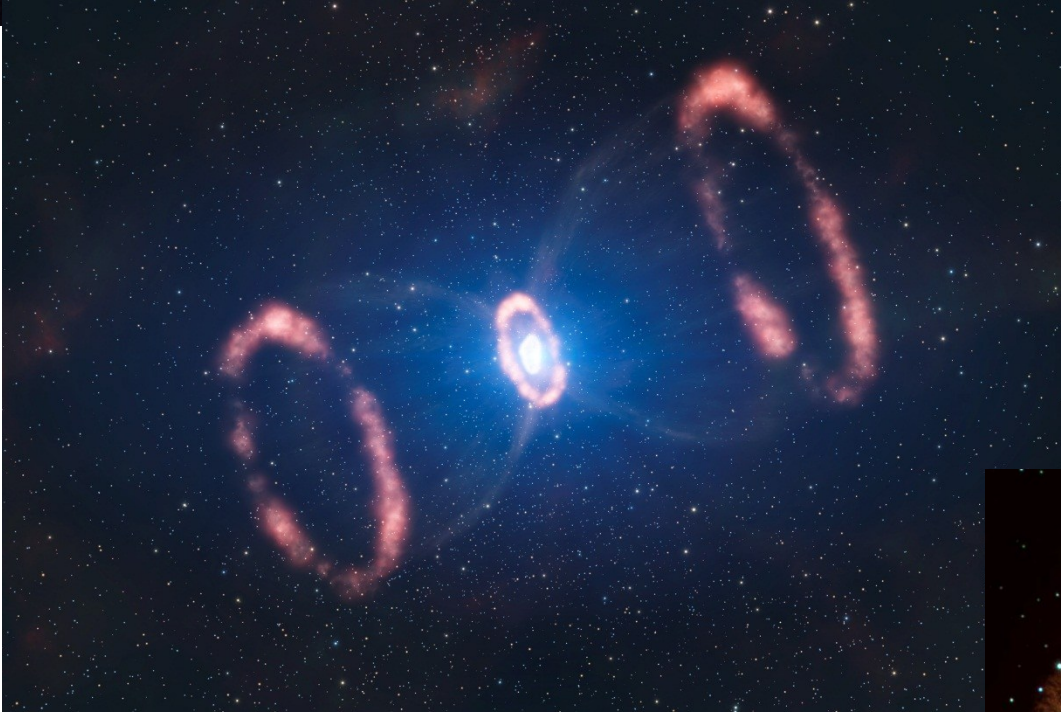


2da etapa: Nucleosíntesis estelar

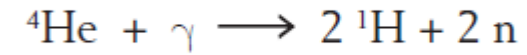
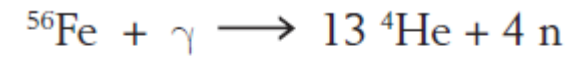


$T = 10^7$ K en las estrellas

Etapa 2.2: Nucleosíntesis en las supernovas

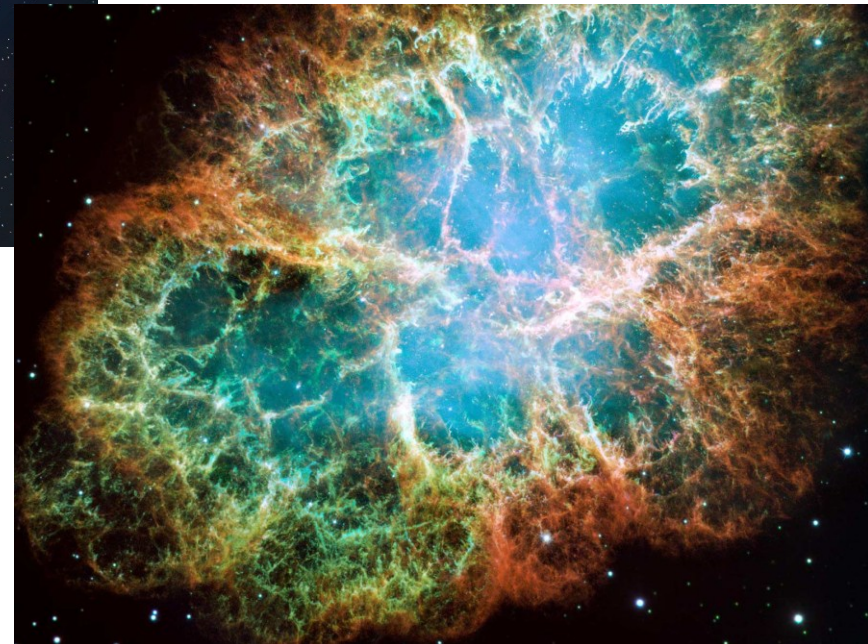


Fotodesintegración endotérmica



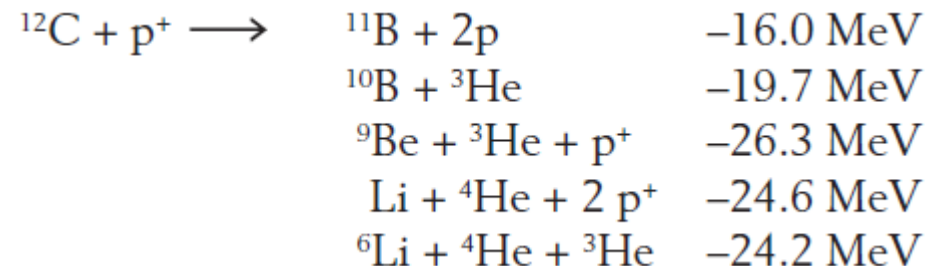
Captura rápida de neutrones (proceso *R*)

Se generan los elementos hasta el Uranio



3ra etapa: Nucleosíntesis interestelar

- Se da en el espacio “libre”, no en las estrellas ni en las nebulosas
- Rayos cósmicos chocan con la materia. Estos son protones, núcleos de He y hasta átomos mas pesados a velocidades cercanas a la luz.
- Al chocar se da un astillamiento o espalación (proceso X)



Distribución de los elementos

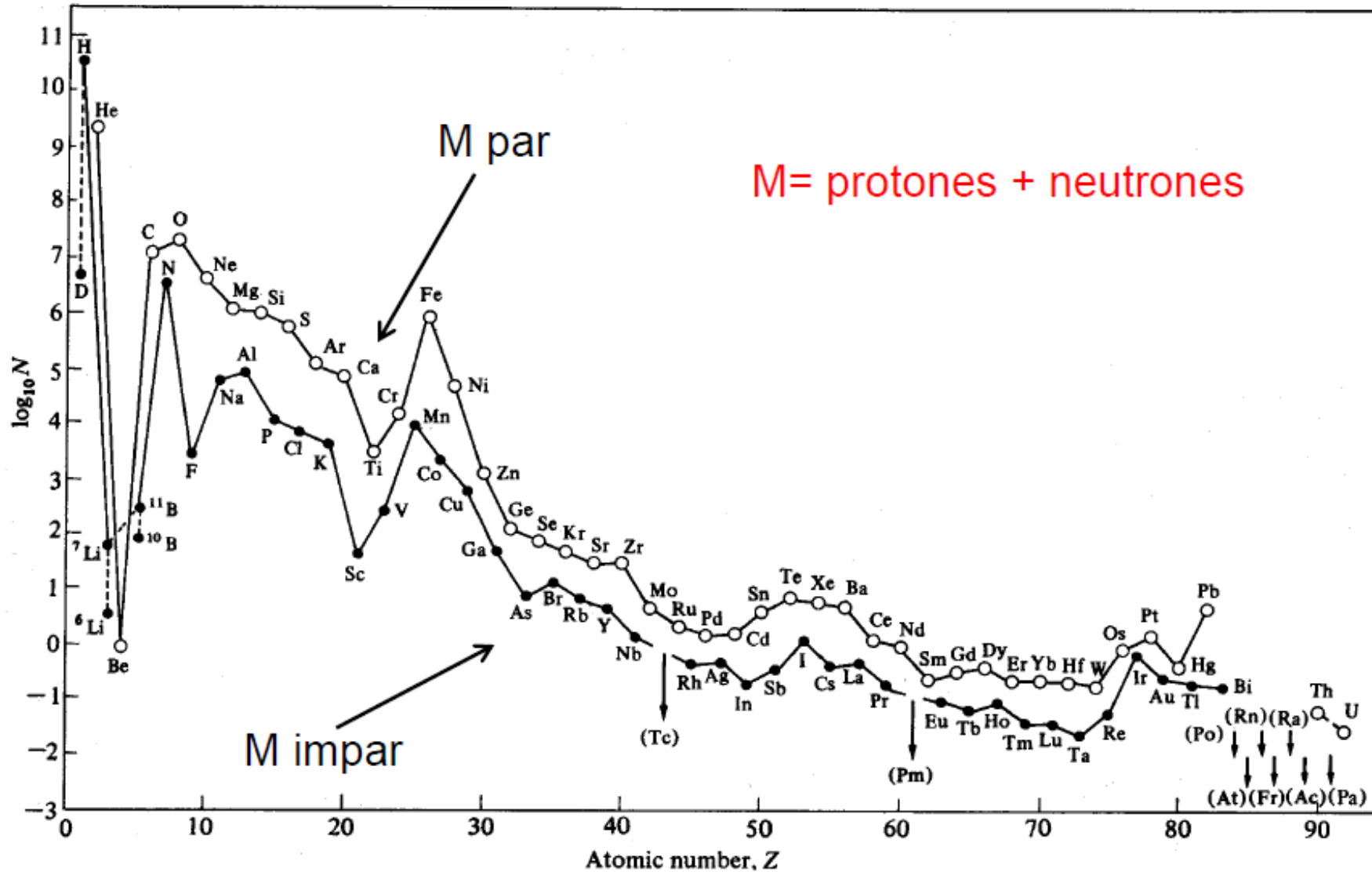


FIG. 1.1 Cosmic abundances of the elements as a function of atomic number Z . Abundances are expressed as numbers of atoms per 10^6 atoms of Si and are plotted on a logarithmic scale. (From A. G. W. Cameron, *Space Sci. Rev.* 15, 121-46 (1973), as updated by Brian Mason, private communication.)

Resumen de la obra

Etapas:

Los más ligeros - durante los primeros minutos del Universo

Desde el helio hasta el hierro, en las reacciones de fusión nuclear que dan energía a las estrellas

Del hierro hasta el uranio, en las explosiones finales de las estrellas más pesadas.

Por último, en los espacios interestelares, los elementos intermedios por espalación