



Unidad 1: El origen de los elementos químicos.



Nucleogénesis y Nucleosíntesis





Fuentes y referencias

Lo que aquí se presenta está constituido por material original, así como por material obtenido de fuentes diversas tales como:

- “Chemistry of the elements”, N.N. Greenwood and A. Earnshaw. Pergamon Press, Oxford, 1984. Capítulo 1.
- “The Elements” P.A. Cox, Oxford Science Publications, Oxford, 1994. Caps. 2 y 3.
- Viola, V. E. *Journal of Chemical Education*, 67-9, **1990**.
- Escalante, S., Carigi, L., Gasque, L., *¿Cómo Ves?*, Año 13, Num.153, **2011**.
- Escalante, S., Gasque, L., *Educación Química*, 23(1), 62-68, **2012**.
- <http://hubblesite.org/> , <http://www.nasa.gov/home/index.html>
- <https://minerals.usgs.gov/minerals/pubs/commodity/>
- <http://pubs.acs.org/cen/80th/elements.html>
- Además de material aportado por el profesor Rodrigo Castañeda Rivera.

Algunas otras fuentes se citan en la diapositiva correspondiente.

Si deseas saber más asómate a estas referencias.



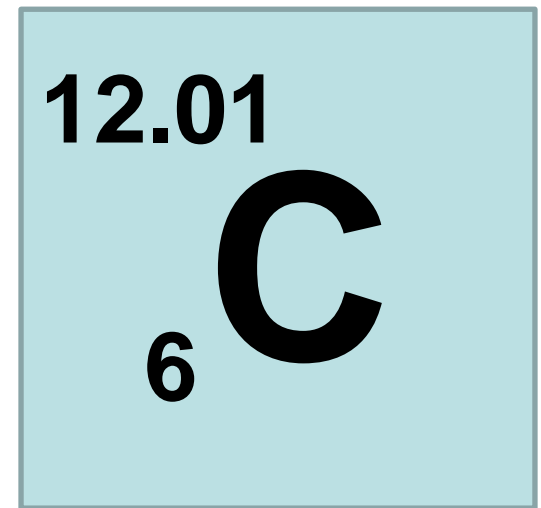
¿Cómo se originaron los elementos?

H																He	
Li	Be											B	C	N	O	F	Ne
Na	Mg											Al	Si	P	S	Cl	Ar
K	Ca	Sc	Ti	V	Cr	Mn	Fe	Co	Ni	Cu	Zn	Ga	Ge	As	Se	Br	Kr
Rb	Sr	Y	Zr	Nb	Mo	Tc	Ru	Rh	Pd	Ag	Cd	In	Sn	Sb	Te	I	Xe
Cs	Ba	Lantanoides	Hf	Ta	W	Re	Os	Ir	Pt	Au	Hg	Tl	Pb	Bi	Po	At	Rn
Fr	Ra	Actinoides	Rf	Db	Sg	Bh	Hs	Mt	Ds	Rg	Cn		Fl		Lv	Uus	
		La	Ce	Pr	Nd	Pm	Sm	Eu	Gd	Tb	Dy	Ho	Er	Tm	Yb	Lu	
		Ac	Th	Pa	U	Np	Pu	Am	Cm	Bk	Cf	Es	Fm	Md	No	Lr	



Masa atómica →

Número atómico →





El Universo, lo grande



Spiral Galaxy M101

Hubble Space Telescope • ACS/WFC



NASA and ESA

STScI-PRC06-10a





Las escalas en el sistema solar

La Tierra



Venus



Marte



Mercurio

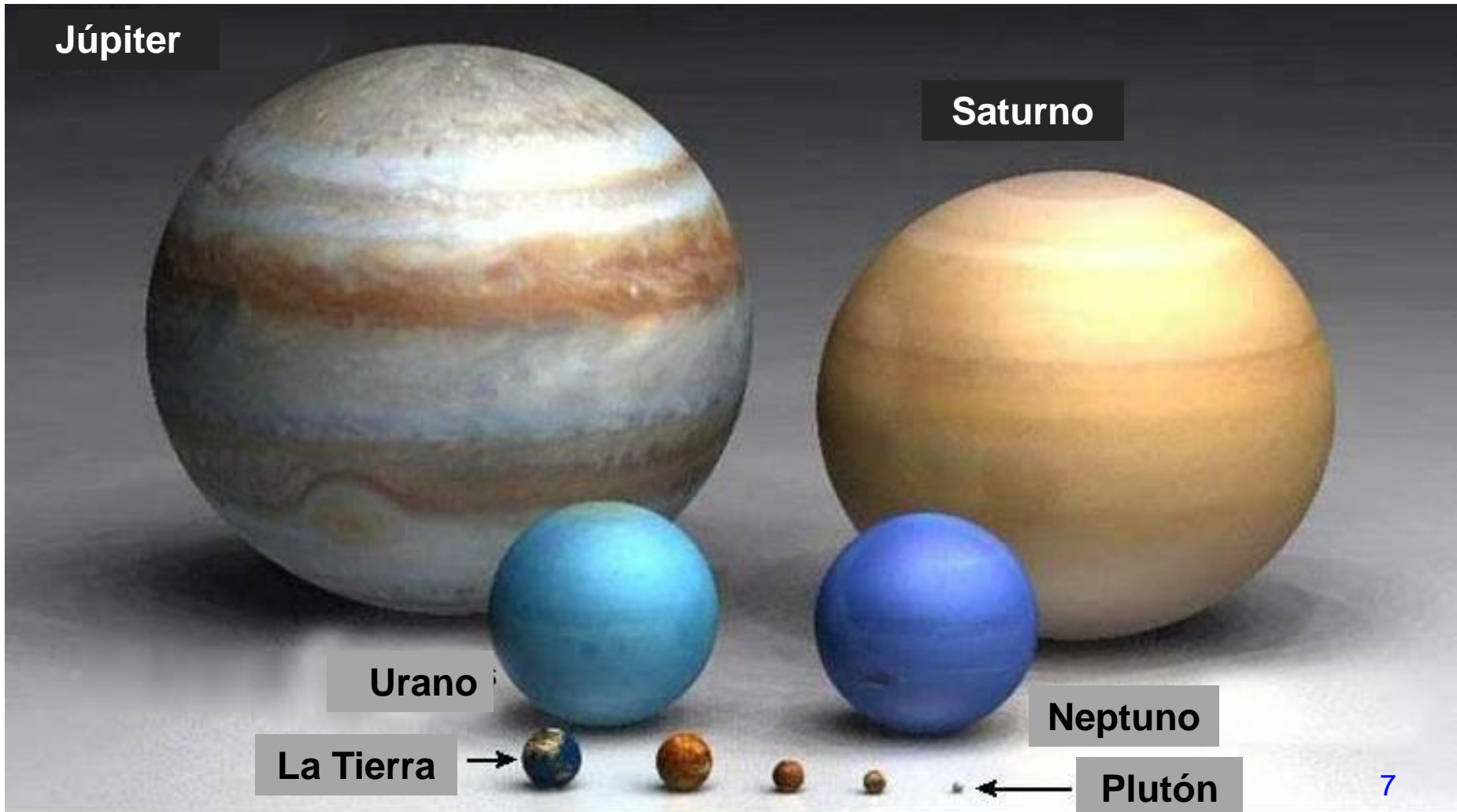


Plutón





Las escalas en el sistema solar





Las escalas en el sistema solar

El Sol



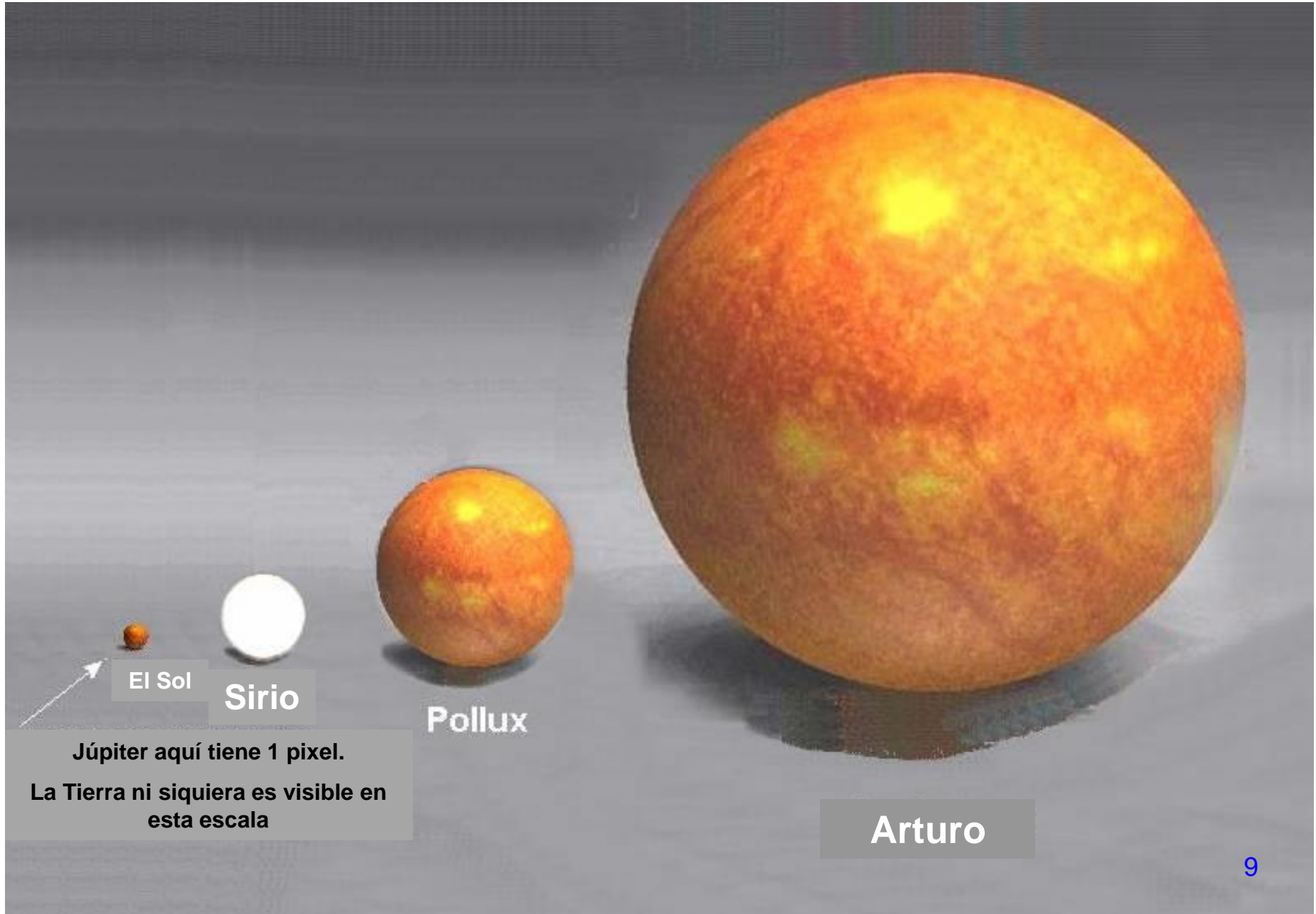
La Tierra

Júpiter

Plutón



Las escalas en el Universo





Las escalas en el Universo



Betelgeuse

Antares

El Sol - 1 pixel

Ahora, Júpiter es invisible en esta escala

Sirius Pollux

Arturo

Rigel

Aldebaran

Antares es la 15a estrella más brillante en el cielo. Está a más de 1000 años luz.



Contempla esta foto
unos instantes

Fue tomada por la nave
Cassini-Huygens, en julio de
2004, al llegar a los anillos
de Saturno.





Aquí está tu planeta
¿lo ves?



En ese puntito azul, estamos todos.
Todas nuestras guerras...
Todos nuestros problemas...
Toda nuestra grandeza y toda nuestra miseria...
Toda nuestra tecnología, nuestro arte, nuestros logros...
Todas las civilizaciones, toda la fauna y la flora...
Todas las razas, todas las religiones...
Todos los gobiernos, los países y los estados...

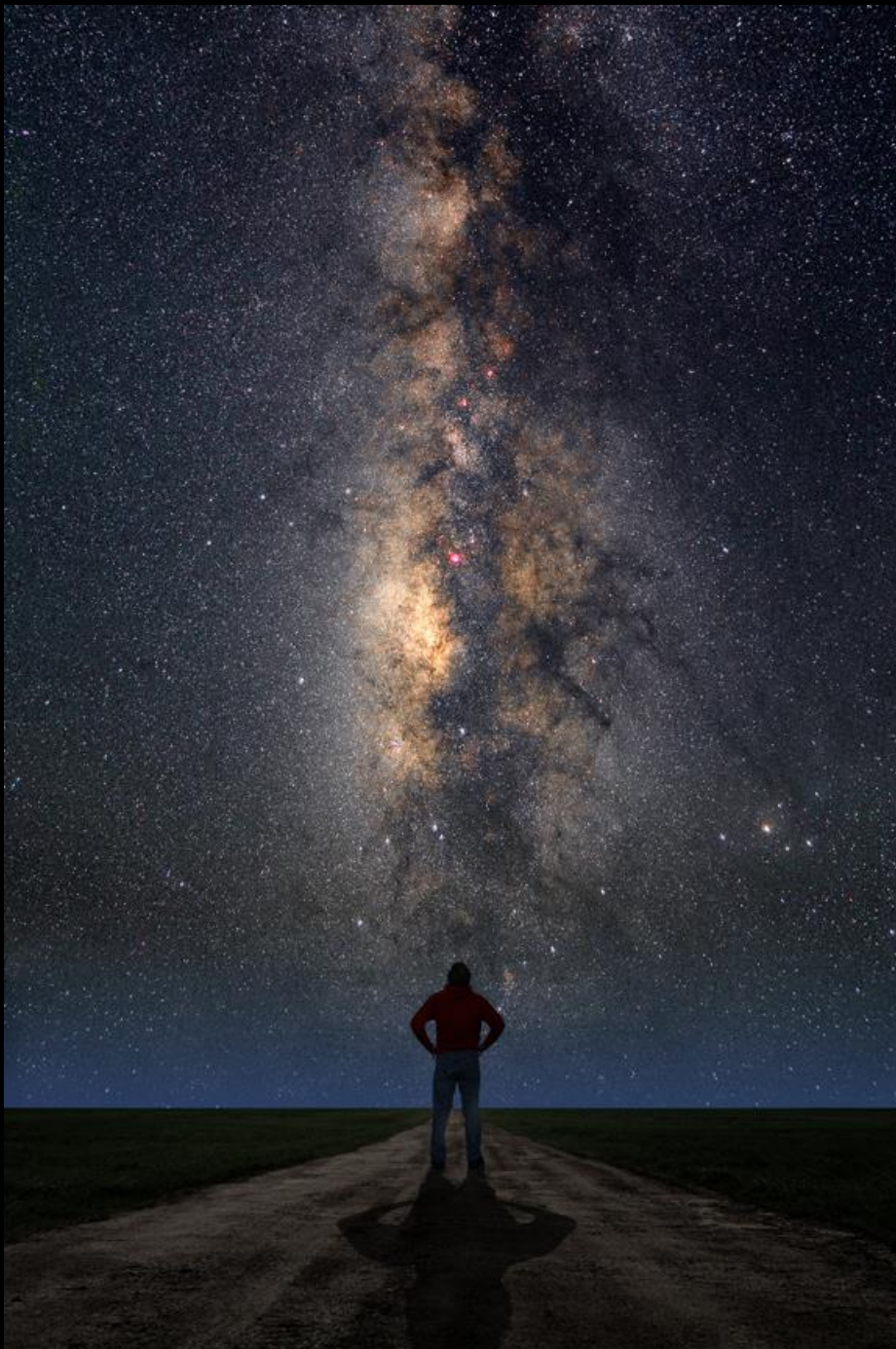
Todo nuestro amor...y nuestro odio...

Más de siete mil millones de humanos en cambio permanente...



http://primaxstudio.com/stuff/scale_of_universe/

Nuestra galaxia: La Vía Láctea



<http://observatorio.info/fotos/5854/the-milky-road/>

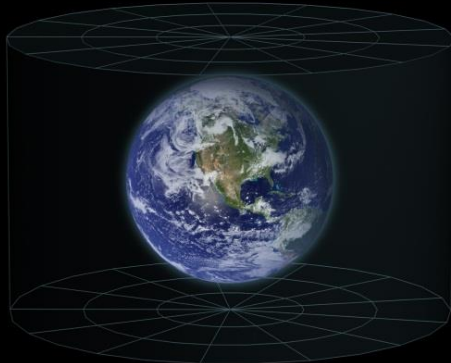




El Universo, lo grande

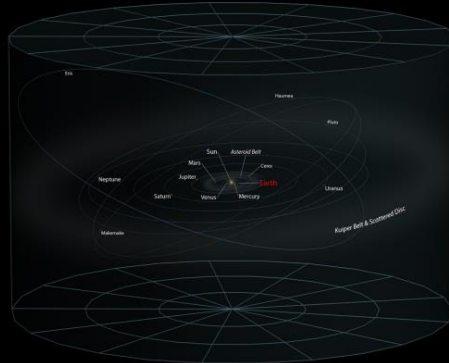
4400 millones de años

Earth



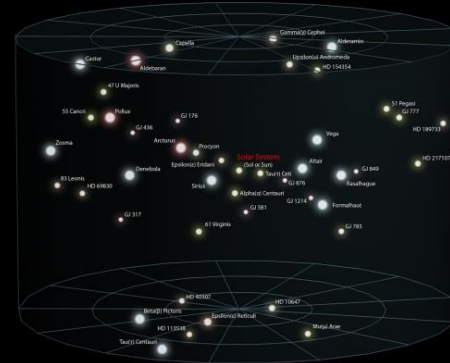
4600 millones de años

Solar System

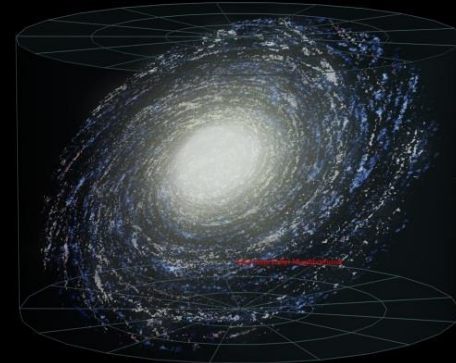


10000 millones de años

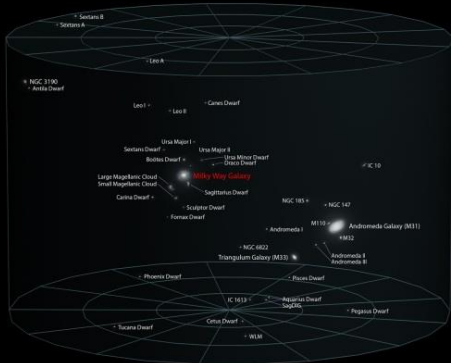
Solar Interstellar Neighborhood



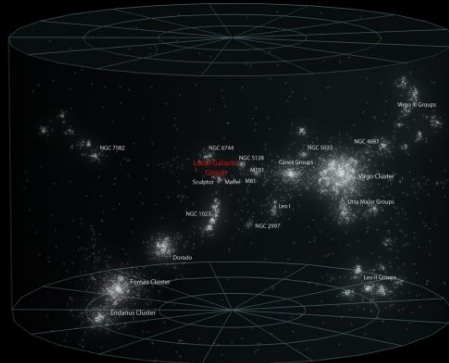
Milky Way Galaxy



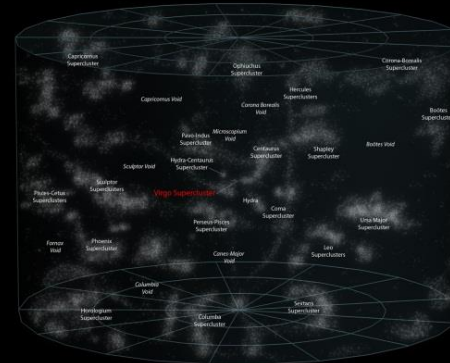
Local Galactic Group



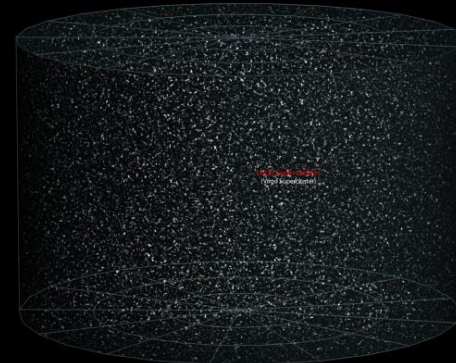
Virgo Supercluster



Local Superclusters



Observable Universe



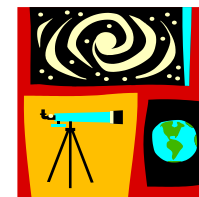
13400 millones de años

¿Desde cuándo estamos aquí?



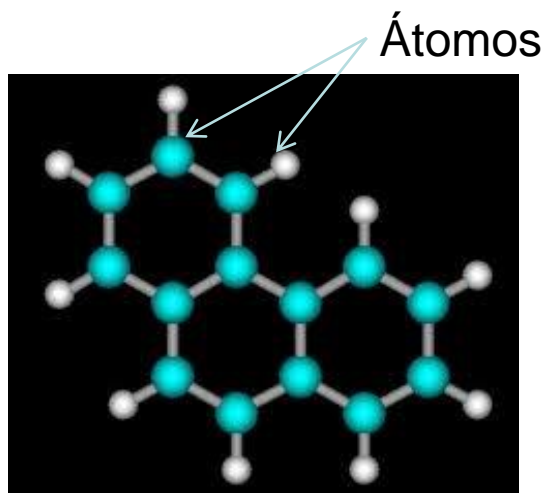
Ubícate en las escalas

• Edad del universo: 1.34×10^{10} años:	13,700 millones de años
• Edad de la Vía Láctea: 10×10^9 años:	10,000 millones de años
• Edad del sistema solar: 4.6×10^9 años:	4,600 millones de años
• Edad de la tierra: 4.4×10^9 años:	4,500 millones de años
• Aparición de la vida en La Tierra:	3,500 millones de años
• Edad del <i>Homo Sapiens</i>:	de 100,000 a 1.5 millones de años
• Densidad del universo al tiempo $t=0$ s:	10^{96} g/cm^3
• Densidad del centro del sol:	$2 \times 10^2 \text{ g/cm}^3$
• Densidad media de La Tierra:	5.15 g/cm^3
• Masa de La Tierra:	$5.9723 \times 10^{24} \text{ Kg}$
• Masa de la atmósfera:	$5.136 \times 10^{18} \text{ Kg}$
• Masa de la hidrósfera:	$1.664 \times 10^{21} \text{ Kg}$
• Temperatura del universo al tiempo $t=0$ s:	10^{32} K
• Temperatura del universo al tiempo $t=1$ s:	10^{10} K
• Temperatura en el centro del sol:	$1.3 \times 10^7 \text{ K}$
• Temperatura en la superficie del sol:	$6 \times 10^3 \text{ K}$
• Velocidad de expansión actual:	18 Km/s





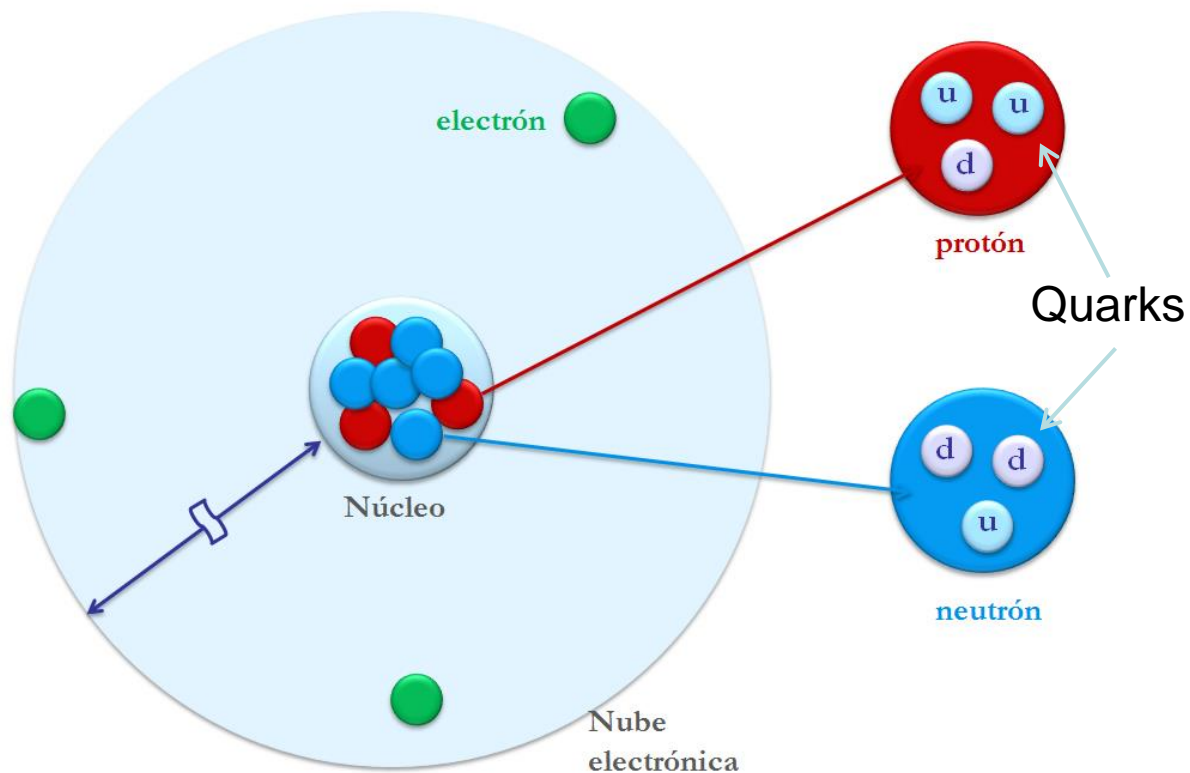
El Universo, lo pequeño



Molécula



El átomo



El átomo y sus componentes



Las tres generaciones de la Materia (Fermiones)

Bosones

	I	II	III	
masa →	3 MeV	1.24 GeV	172.5 GeV	0
carga →	$\frac{2}{3}$	$\frac{2}{3}$	$\frac{2}{3}$	0
spin →	$\frac{1}{2}$	$\frac{1}{2}$	$\frac{1}{2}$	1
nombre →	up	charm	top	photon
Quarks	6 MeV	95 MeV	4.2 GeV	0
	$-\frac{1}{3}$	$-\frac{1}{3}$	$-\frac{1}{3}$	0
	$\frac{1}{2}$	$\frac{1}{2}$	$\frac{1}{2}$	1
	down	strange	bottom	gluon
Leptones	<2 eV	<0.19 MeV	<18.2 MeV	90.2 GeV
	0	0	0	0
	$\frac{1}{2}$	$\frac{1}{2}$	$\frac{1}{2}$	1
	electron neutrino	muon neutrino	tau neutrino	Z ⁰ fuerza débil
Leptones	0.511 MeV	106 MeV	1.78 GeV	80.4 GeV
	-1	-1	-1	± 1
	$\frac{1}{2}$	$\frac{1}{2}$	$\frac{1}{2}$	1
	electron	muon	tau	W [±] fuerza débil

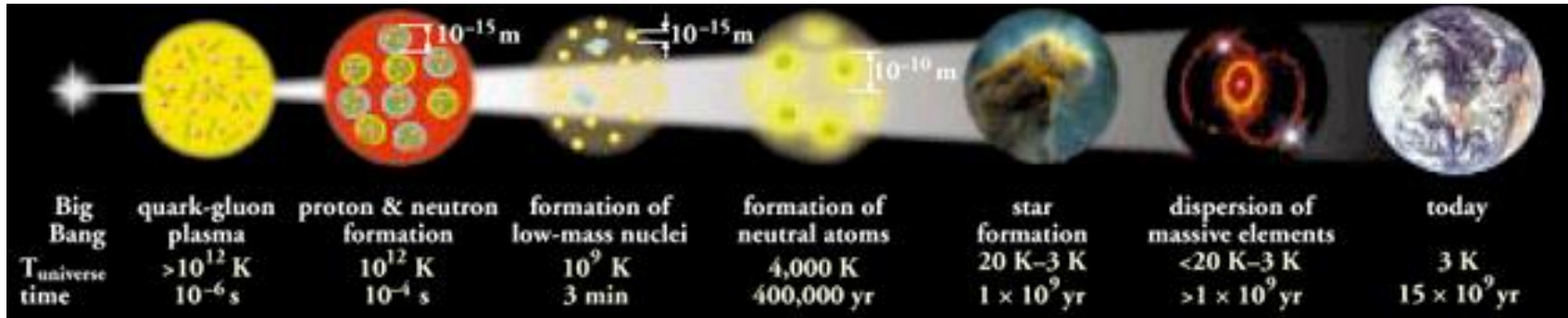
El modelo estándar

Bosons (Fuerzas)

Lee más en: <http://hyperphysics.phy-astr.gsu.edu/hbase/forces/funfor.html>



El Universo, su origen y evolución



La teoría más aceptada hoy en día sobre el origen del Universo es la **Teoría de la Gran Explosión**, también conocida como **Big Bang**.

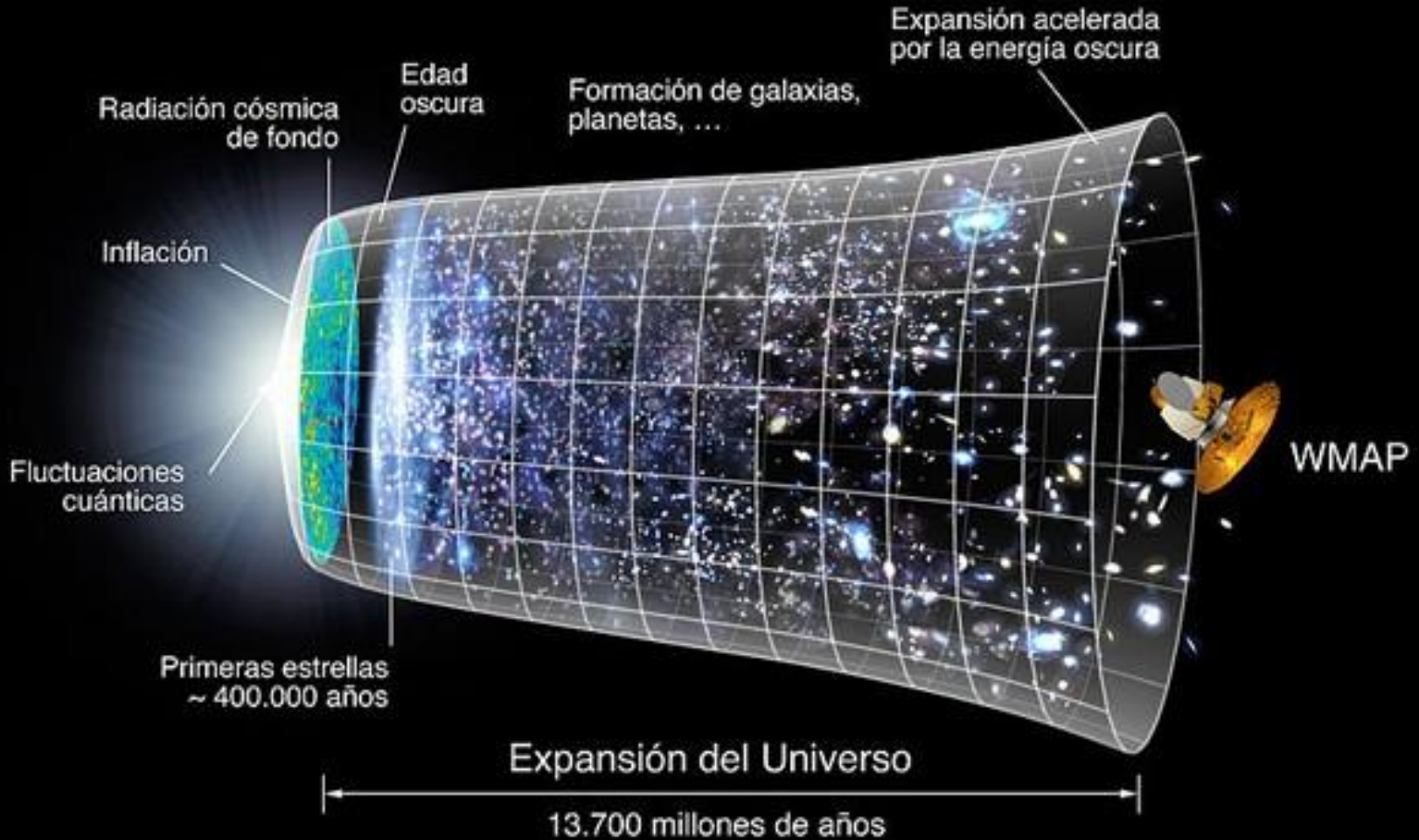
¿En qué evidencias experimentales se apoya esta teoría?

Hay 3 evidencias del **Big Bang**:

- 1- El alejamiento continuo de todas las galaxias (18 Km por segundo).
- 2- La existencia de una radiación de fondo de 3 K uniformemente distribuida.
- 3- La abundancia y distribución actual de los elementos en el Universo.

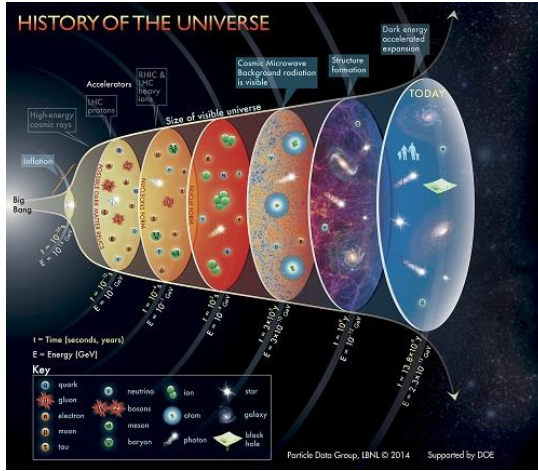


La gran explosión

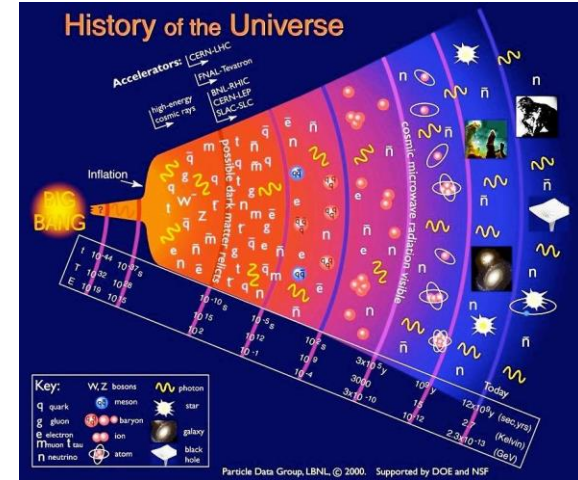




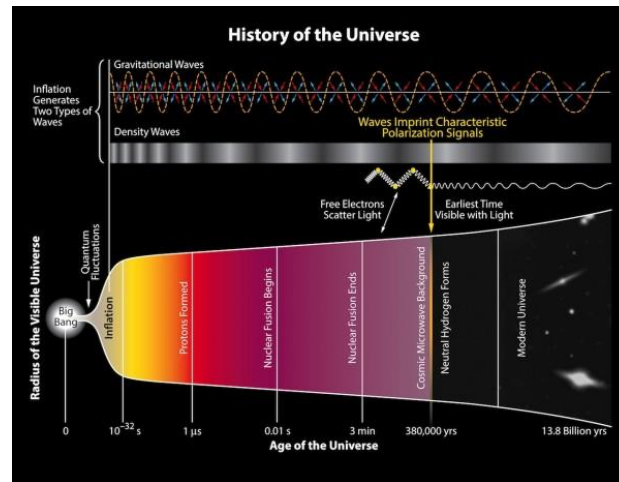
Hay más representaciones



<http://evodevouniverse.com/blog/the-riddle-of-development-and-the-challenge-to-cosmology/>

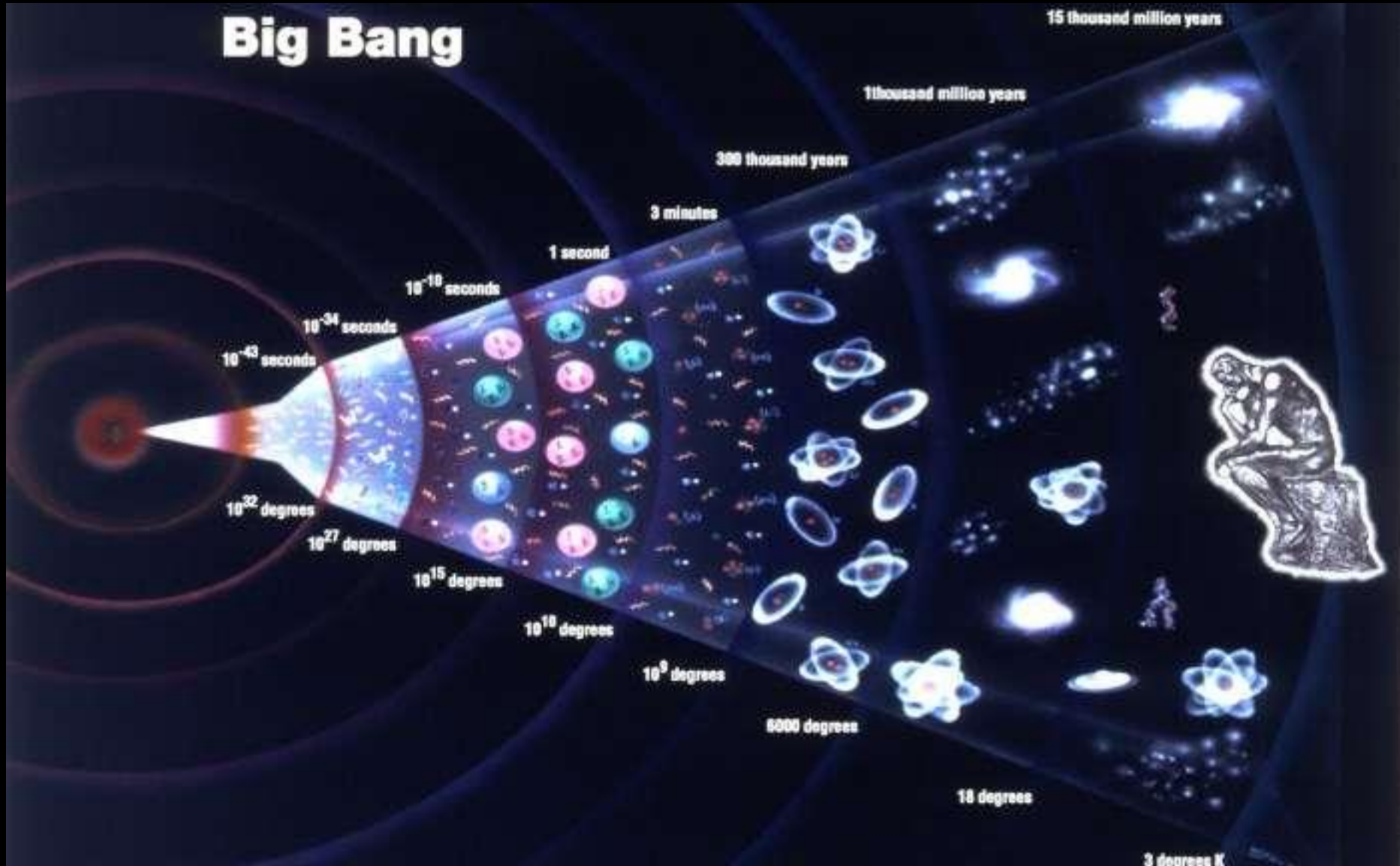


<https://www.futura-sciences.com/sciences/actualites/physique-premiers-instants-univers-ont-bien-ete-liquides-26264/>

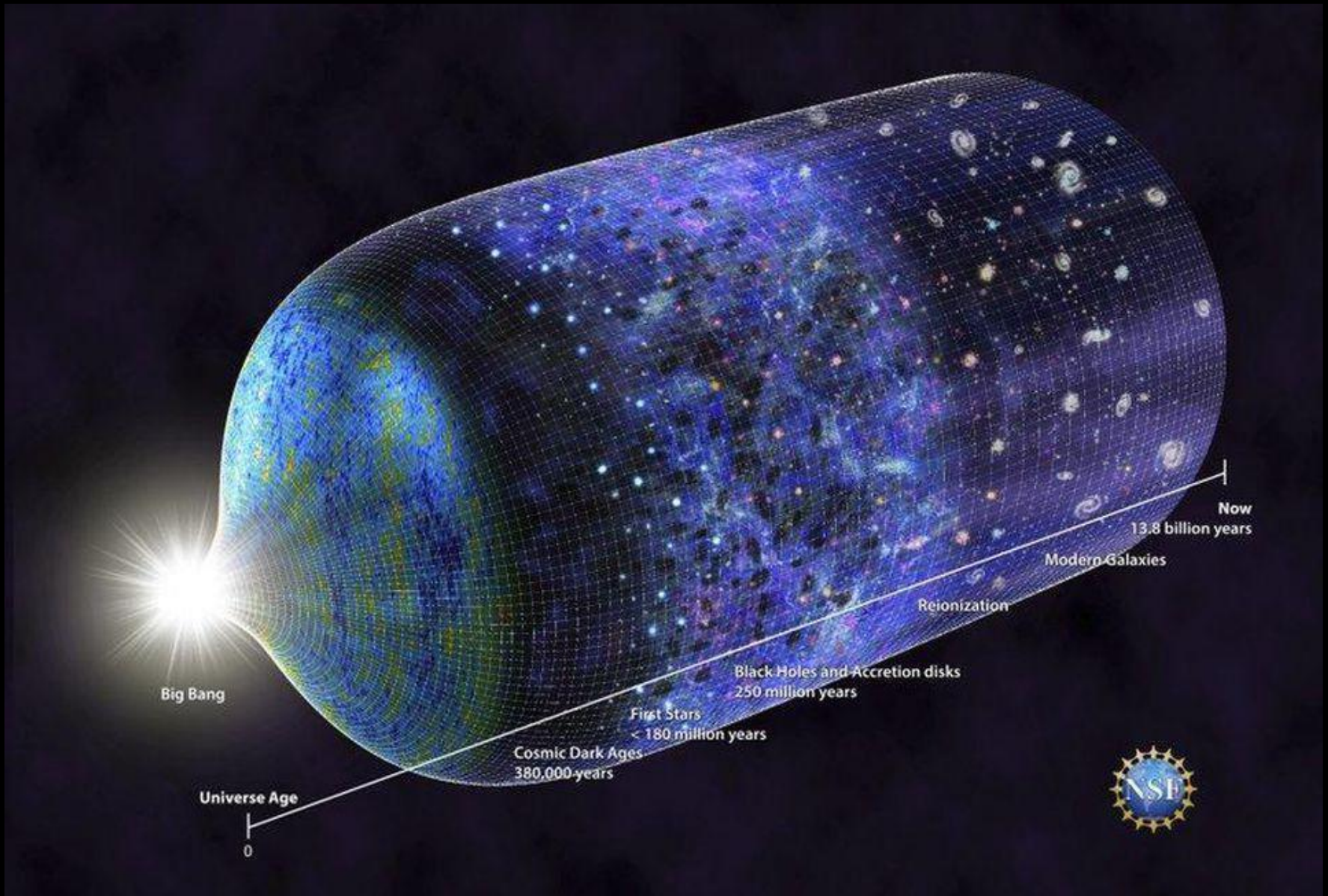


<https://culturacientifica.com/2014/07/10/temblores-en-los-cimientos-del-cosmos/>

Big Bang



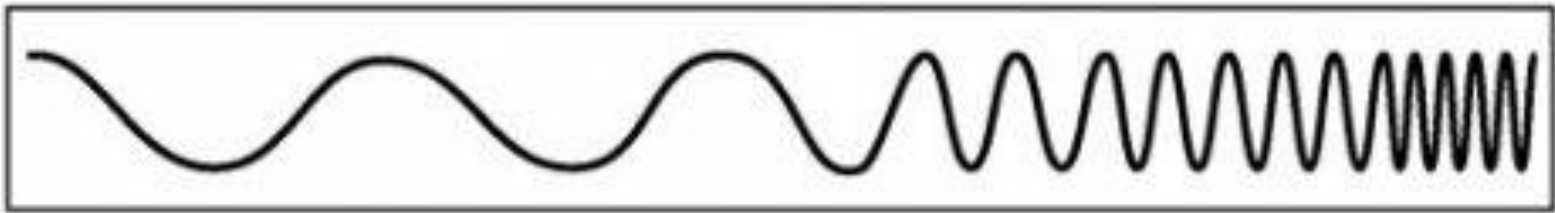
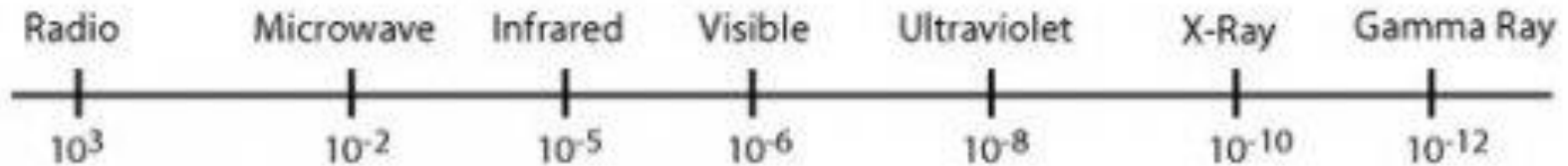
<https://phys.org/news/2015-12-big-theory.html>



NICOLE RAGER FULLER / NATIONAL SCIENCE FOUNDATION

Espectro electromagnético

Wavelength
(metres)



Frequency
(Hz)



$$E = h\nu$$



Corrimiento hacia el rojo

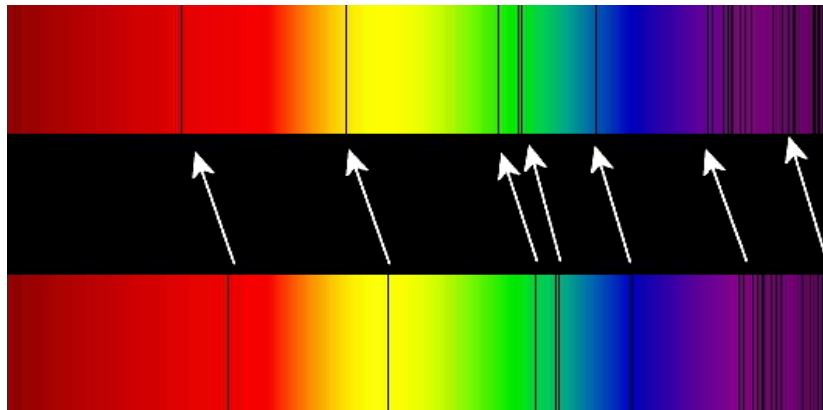
Evidencia del alejamiento de las galaxias.



Espectro de la luz blanca, contiene todas las frecuencias.



Espectro de absorción del hidrógeno. Deja pasar toda la radiación excepto donde hay líneas oscuras ya que absorbió la radiación correspondiente a esas frecuencias.



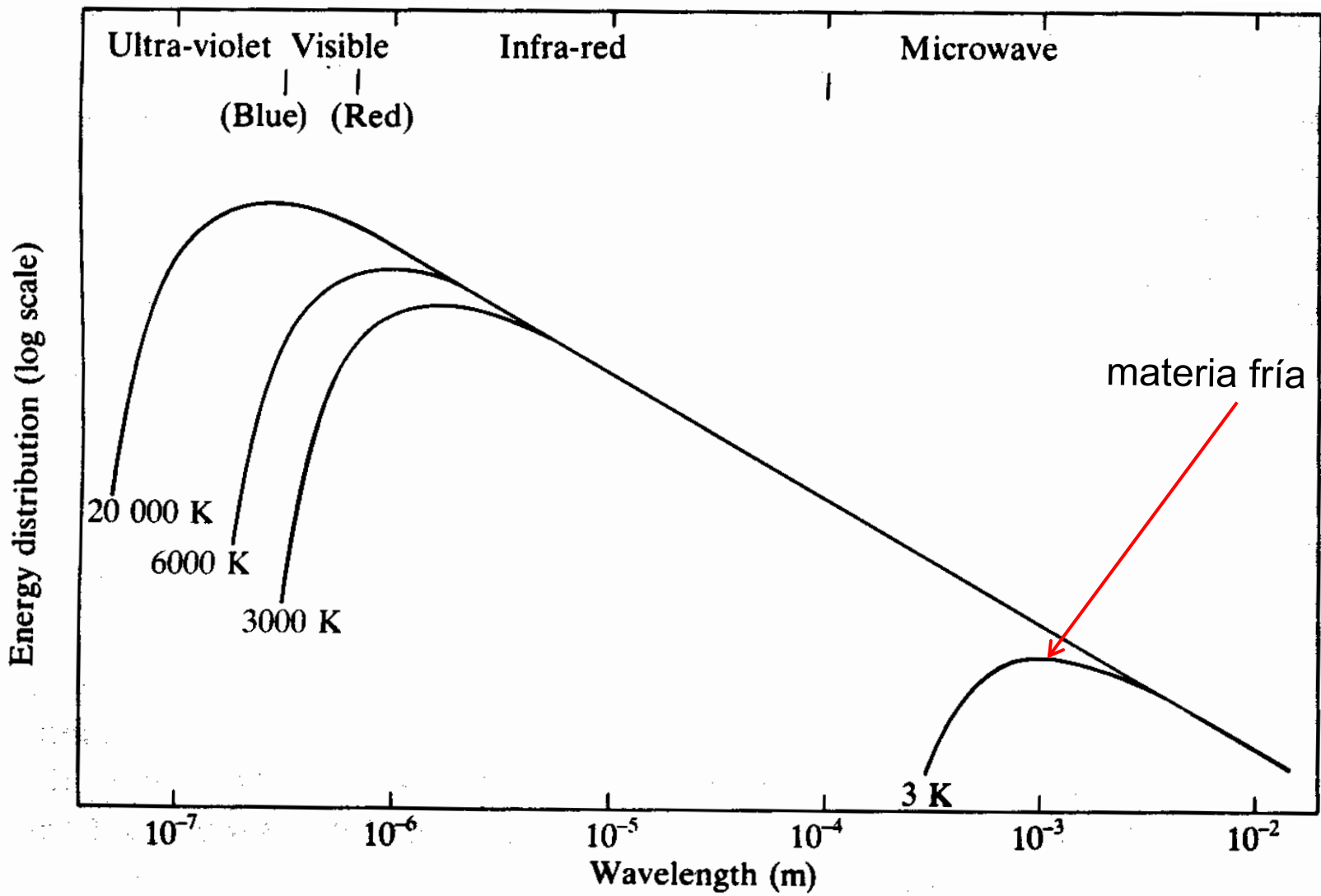
Espectro de una estrella lejana similar al Sol. Sus líneas están desplazadas hacia el rojo por el efecto Doppler.

Espectro del Sol



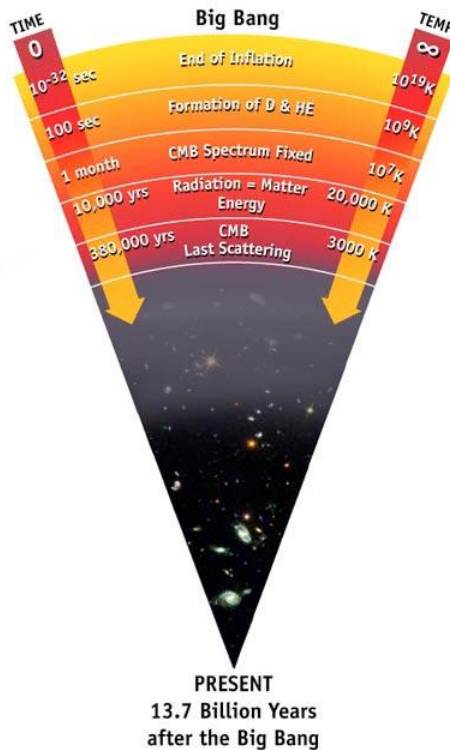
La radiación cósmica de fondo.

Indicio de la Gran Explosión.

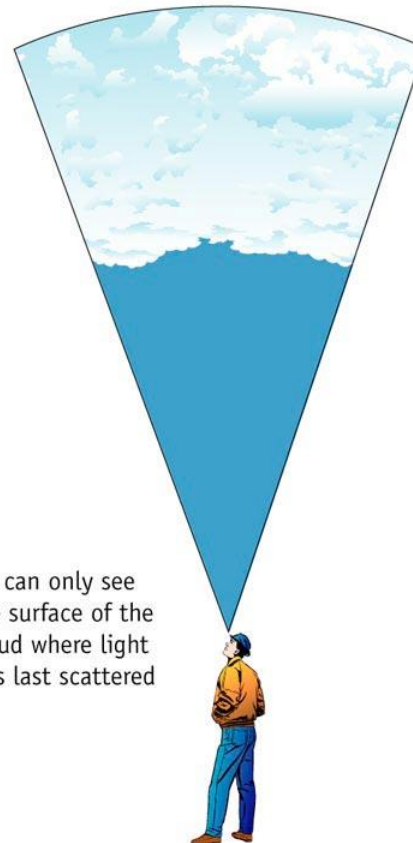




La perspectiva del Universo



The cosmic microwave background Radiation's "surface of last scatterer" is analogous to the light coming through the clouds to our eye on a cloudy day.



We can only see the surface of the cloud where light was last scattered

La radiación de fondo no viene de los confines del Universo, más bien, está entre nosotros.

Las galaxias se alejan porque se crea nuevo espacio entre ellas.

No hay un centro ubicable en el Universo pues el espacio mismo es curvo.



La Tabla "oficial" desde 2016

IUPAC Periodic Table of the Elements

1 H hydrogen 1.008 [1.0078, 1.0082]																	18 He helium 4.0026
3 Li lithium 6.94 [6.938, 6.997]	4 Be beryllium 9.0122											5 B boron 10.81 [10.806, 10.821]	6 C carbon 12.011 [12.009, 12.012]	7 N nitrogen 14.007 [14.006, 14.008]	8 O oxygen 15.999 [15.999, 16.000]	9 F fluorine 18.998	10 Ne neon 20.180
11 Na sodium 22.990	12 Mg magnesium 24.305 [24.304, 24.307]											13 Al aluminium 26.982	14 Si silicon 28.085 [28.084, 28.086]	15 P phosphorus 30.974	16 S sulfur 32.06 [32.059, 32.076]	17 Cl chlorine 35.45 [35.446, 35.457]	18 Ar argon 39.948
19 K potassium 39.098	20 Ca calcium 40.078(4)	21 Sc scandium 44.956	22 Ti titanium 47.867	23 V vanadium 50.942	24 Cr chromium 51.996	25 Mn manganese 54.938	26 Fe iron 55.845(2)	27 Co cobalt 58.933	28 Ni nickel 58.693	29 Cu copper 63.546(3)	30 Zn zinc 65.38(2)	31 Ga gallium 69.723	32 Ge germanium 72.630(8)	33 As arsenic 74.922	34 Se selenium 78.971(8)	35 Br bromine 79.904 [79.901, 79.907]	36 Kr krypton 83.798(2)
37 Rb rubidium 85.468	38 Sr strontium 87.62	39 Y yttrium 88.906	40 Zr zirconium 91.224(2)	41 Nb niobium 92.906	42 Mo molybdenum 95.95	43 Tc technetium 98.906	44 Ru ruthenium 101.07(2)	45 Rh rhodium 102.91	46 Pd palladium 106.42	47 Ag silver 107.87	48 Cd cadmium 112.41	49 In indium 114.82	50 Sn tin 118.71	51 Sb antimony 121.76	52 Te tellurium 127.60(3)	53 I iodine 126.90	54 Xe xenon 131.29
55 Cs caesium 132.91	56 Ba barium 137.33	57-71 lanthanoids	72 Hf hafnium 178.49(2)	73 Ta tantalum 180.95	74 W tungsten 183.84	75 Re rhenium 186.21	76 Os osmium 190.23(3)	77 Ir iridium 192.22	78 Pt platinum 195.08	79 Au gold 196.97	80 Hg mercury 200.59	81 Tl thallium 204.38 [204.38, 204.39]	82 Pb lead 207.2	83 Bi bismuth 208.98	84 Po polonium	85 At astatine	86 Rn radon
87 Fr francium	88 Ra radium	89-103 actinoids	104 Rf rutherfordium	105 Db dubnium	106 Sg seaborgium	107 Bh bohrium	108 Hs hassium	109 Mt meitnerium	110 Ds darmstadtium	111 Rg roentgenium	112 Cn copernicium	113 Nh nihonium	114 Fl flerovium	115 Mc moscovium	116 Lv livermorium	117 Ts tennessine	118 Og oganesson

Key:
atomic number
Symbol
name
conventional atomic weight
standard atomic weight



INTERNATIONAL UNION OF
PURE AND APPLIED CHEMISTRY

57 La lanthanum 138.91	58 Ce cerium 140.12	59 Pr praseodymium 140.91	60 Nd neodymium 144.24	61 Pm promethium	62 Sm samarium 150.36(2)	63 Eu europium 151.96	64 Gd gadolinium 157.25(3)	65 Tb terbium 158.93	66 Dy dysprosium 162.50	67 Ho holmium 164.93	68 Er erbium 167.26	69 Tm thulium 168.93	70 Yb ytterbium 173.05	71 Lu lutetium 174.97
89 Ac actinium	90 Th thorium 232.04	91 Pa protactinium 231.04	92 U uranium 238.03	93 Np neptunium	94 Pu plutonium	95 Am americium	96 Cm curium	97 Bk berkelium	98 Cf californium	99 Es einsteinium	100 Fm fermium	101 Md mendelevium	102 No nobelium	103 Lr lawrencium

For notes and updates to this table, see www.iupac.org. This version is dated 28 November 2016.
Copyright © 2016 IUPAC, the International Union of Pure and Applied Chemistry.



Abundancias en el Universo.

Validan los modelos de nucleosíntesis.

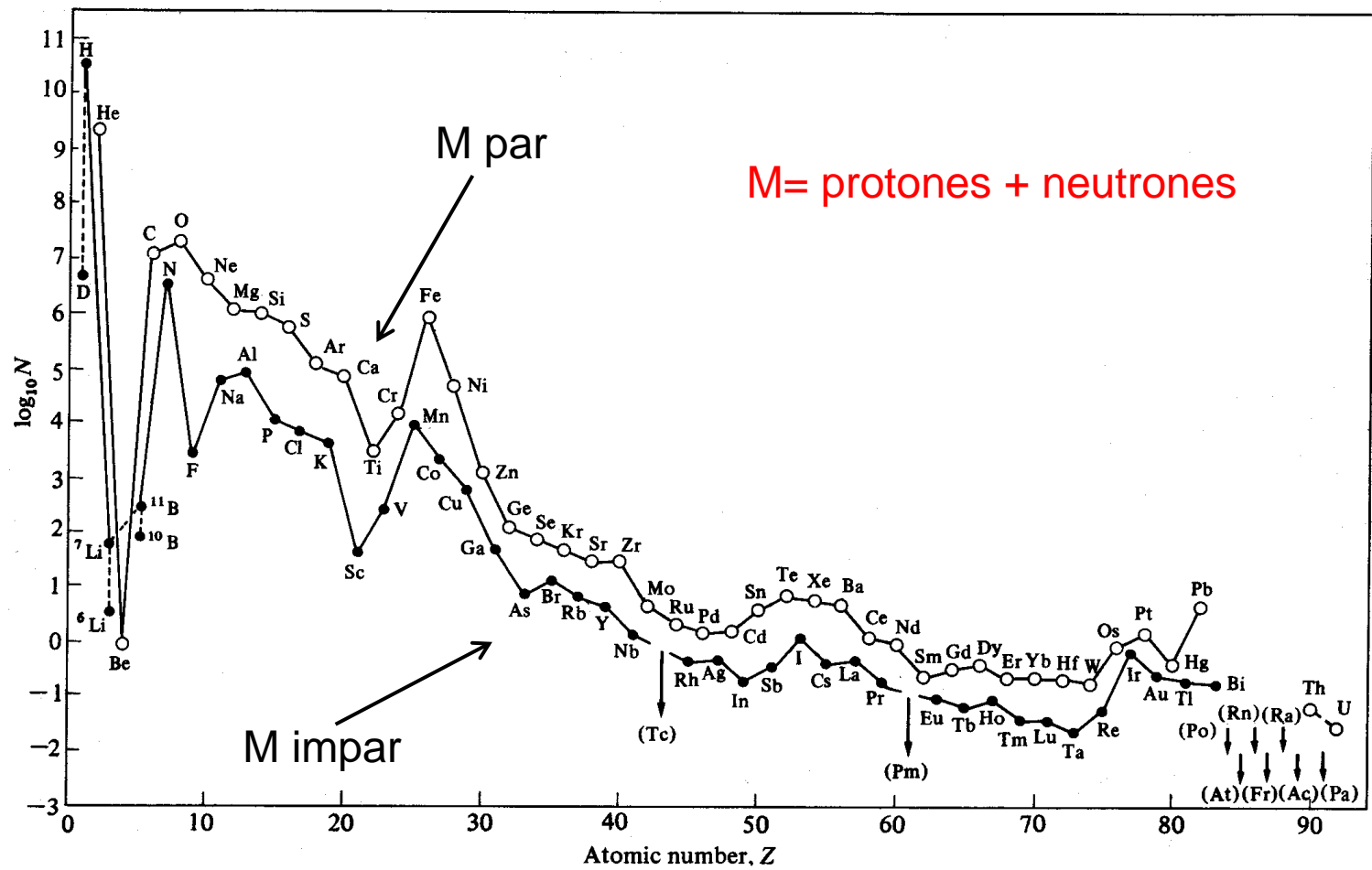


FIG. 1.1 Cosmic abundances of the elements as a function of atomic number Z. Abundances are expressed as numbers of atoms per 10⁶ atoms of Si and are plotted on a logarithmic scale. (From A. G. W. Cameron, *Space Sci. Rev.* 15, 121-46 (1973), as updated by Brian Mason, private communication.)



Las tres etapas de nucleosíntesis.

- **Nucleosíntesis primigenia**

Terminó entre los primeros 4 a 20 minutos después de la gran explosión.

En esta etapa se formaron casi exclusivamente ^1H y ^4He , ^7Li , ^7Be y algo de ^7B .

- **Nucleosíntesis estelar**

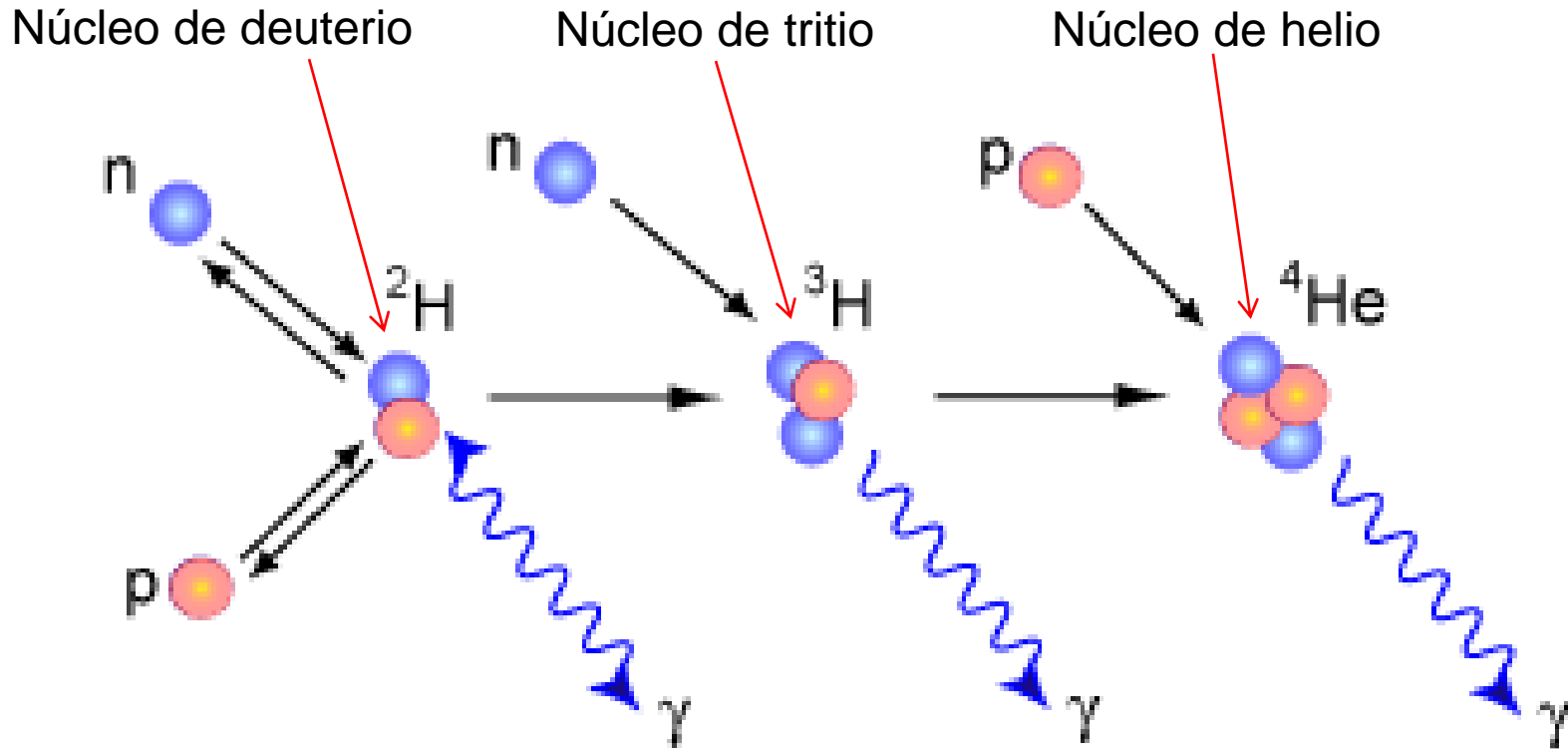
Ocurre en el interior de las estrellas donde, a lo largo de su existencia, se producen la mayoría de los elementos químicos.

- **Nucleosíntesis interestelar**

Ocurre principalmente en los rayos cósmicos y produce unos cuantos elementos que no se forman en las estrellas.



Nucleosíntesis primigenia



Protones y neutrones se fueron uniendo por medio de la atracción nuclear fuerte dando origen a núcleos más pesados.



Nucleosíntesis primigenia

- $p^+ + n \longrightarrow {}^2\text{H} + \gamma$ formación de núcleos de **deuterio** (un protón y un neutrón)
- ${}^2\text{H} + {}^2\text{H} \longrightarrow {}^3\text{H} + p^+$ formación de núcleos de **tritio** (un protón y dos neutrones)
- ${}^2\text{H} + {}^2\text{H} \longrightarrow {}^3\text{He} + n$ formación de **${}^3\text{He}$** (dos protones y un neutrón)
- ${}^3\text{He} + n \longrightarrow {}^4\text{He} + \gamma$ formación de núcleos de **helio** (dos protones y dos neutrones)
- ${}^3\text{H} + p^+ \longrightarrow {}^4\text{He} + \gamma$
- ${}^4\text{He} + {}^3\text{H} \longrightarrow {}^7\text{Li}$ formación de núcleos de **${}^7\text{Li}$** (tres protones y cuatro neutrones)

Casi todo el ${}^7\text{Li}$ que se conoce hoy en el Universo, que no es mucho, provino de esta reacción. Hay que notar que los núcleos con masa 5 y 8, por ser inestables, no se formaron en esta etapa de densidad y temperatura decrecientes, lo cual representó un puente infranqueable para la formación de núcleos más pesados.

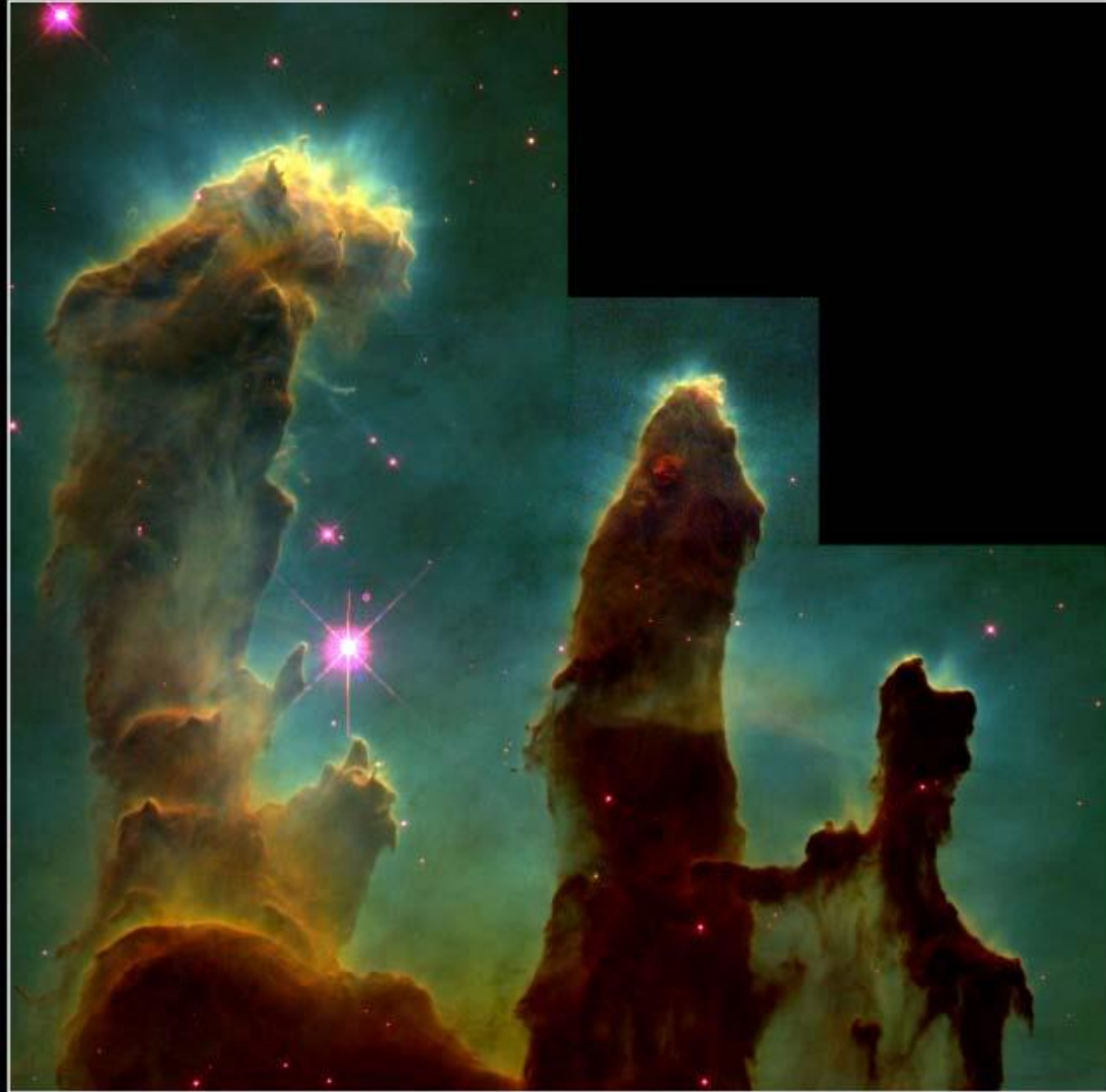
Tiempo: **entre 1 segundo y 4 minutos después de la Gran Explosión**

Temperatura: **entre 4×10^8 y 10^9 K**



¡ Ya van dos !

H																	He
Li	Be											B	C	N	O	F	Ne
Na	Mg											Al	Si	P	S	Cl	Ar
K	Ca	Sc	Ti	V	Cr	Mn	Fe	Co	Ni	Cu	Zn	Ga	Ge	As	Se	Br	Kr
Rb	Sr	Y	Zr	Nb	Mo	Tc	Ru	Rh	Pd	Ag	Cd	In	Sn	Sb	Te	I	Xe
Cs	Ba	La	Hf	Ta	W	Re	Os	Ir	Pt	Au	Hg	Tl	Pb	Bi	Po	At	Rn
Fr	Ra	Ac	Rf	Db	Sg	Bh	Hs	Mt									
				Ce	Pr	Nd	Pm	Sm	Eu	Gd	Tb	Dy	Ho	Er	Tm	Yb	Lu
				Th	Pa	U	Np	Pu	Am	Cm	Bk	Cf	Es	Fm	Md	No	Lr



De las nebulosas se forman las estrellas actuales.

La atracción gravitatoria las va compactando y la presión en su centro eleva la temperatura hasta los millones de grados. Entonces las reacciones de fusión se vuelven posibles y la nebulosa se enciende convirtiéndose en estrella.

Gaseous Pillars • M16

HST • WFPC2



Las etapas de una estrella





Main Sequence Stars



El Sol



	O	B	A	F	G	K	M
Spectral Type:	O	B	A	F	G	K	M
Temperature:	40 000K	20 000K	8500K	6500K	5700K	4500K	3200K
Radius (Sun=1):	10	5	1.7	1.3	1.0	0.8	0.3
Mass (Sun=1):	50	10	2.0	1.5	1.0	0.7	0.2
Luminosity (Sun=1):	100 000	1000	20	4	1.0	0.2	0.01
Lifetime (million yrs):	10	100	1000	3000	10 000	50 000	200 000
Abundance:	0.00001%	0.1%	0.7%	2%	3.5%	8%	80%

Giant Stars

Low mass stars near the end of their lives.

Spectral Type:	Mainly G, K or M
Temperature:	3000 to 10 000K
Radius (Sun=1):	10 to 50
Mass (Sun=1):	1 to 5
Luminosity (Sun=1):	50 to 1000
Lifetime (million yrs):	1000
Abundance:	0.4%

White Dwarfs

Dying remnant of an imploded star.

Spectral Type:	D
Temperature:	Under 80 000K
Radius (Sun=1):	Under 0.01
Mass (Sun=1):	Under 1.4
Luminosity (Sun=1):	Under 0.01
Lifetime (million yrs):	-
Abundance:	5%

Supergiant Stars

High mass stars near the end of their lives.

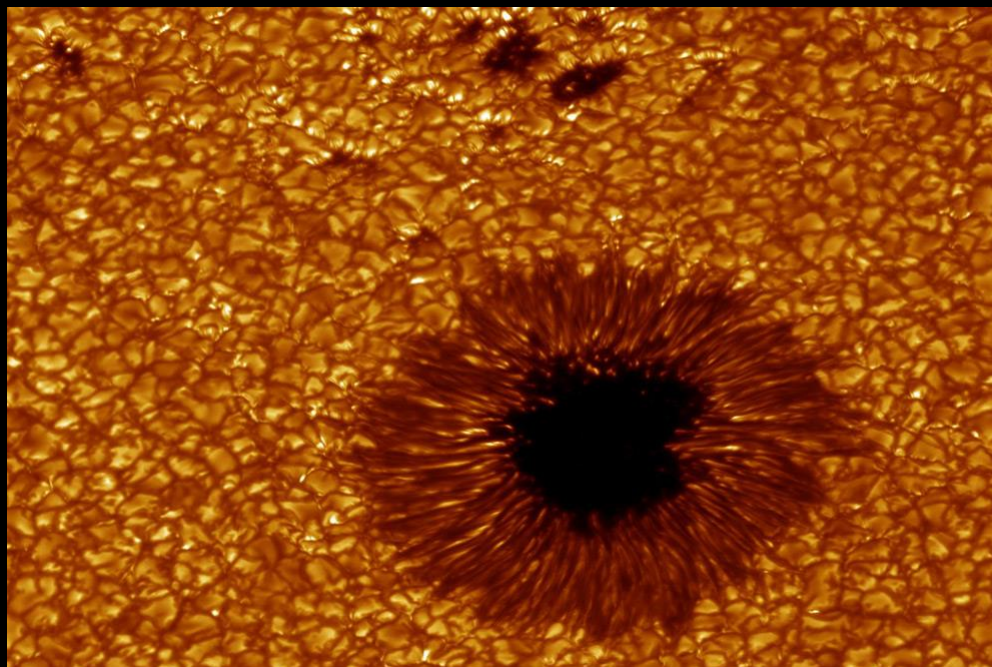
Spectral Type:	O, B, A, F, G, K or M
Temperature:	4000 to 40 000K
Radius (Sun=1):	30 to 500
Mass (Sun=1):	10 to 70
Luminosity (Sun=1):	30 000 to 1 000 000
Lifetime (million yrs):	10
Abundance:	0.0001%



La estrella más cercana, El Sol



El Sol

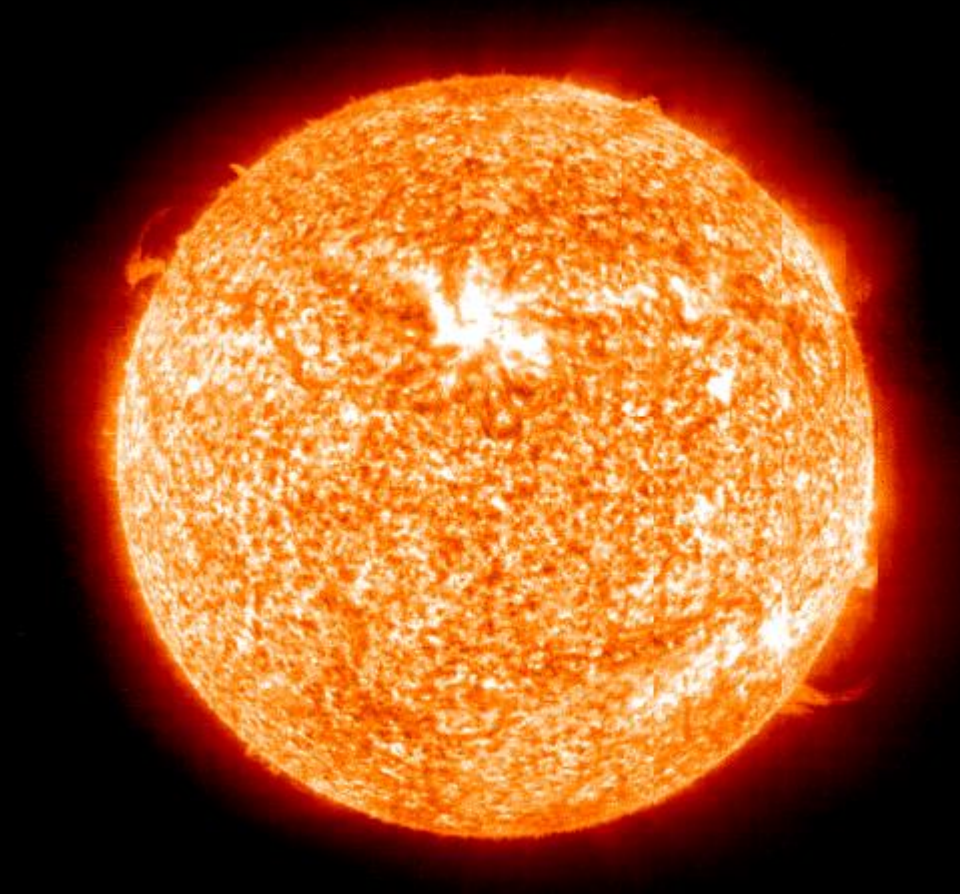


mancha solar

Ver más en: http://www.boston.com/bigpicture/2008/10/the_sun.html



El Sol



2010/11/23 01:19

Lee más en: <http://sohowww.nascom.nasa.gov/data/realtime/gif/>



Dependiendo de la masa, la densidad, la temperatura y la generación de la estrella, podrán darse todos o algunos de los siguientes procesos.

- **Procesos exotérmicos (exergónicos):**

procesos **PP** (captura de protones)

proceso **triple α** (fusión de He para obtener C y O)

ciclo **CNO** (obtención de He catalizada por C, N y O)

“combustión” de C, O, Ne, Mg, Si.

proceso **e** (equilibrio previo a la fotodesintegración en supernovas)

- **Otros procesos:**

proceso **α** (captura de partículas α de alta energía)

proceso **p** (captura de protones en las supernovas)

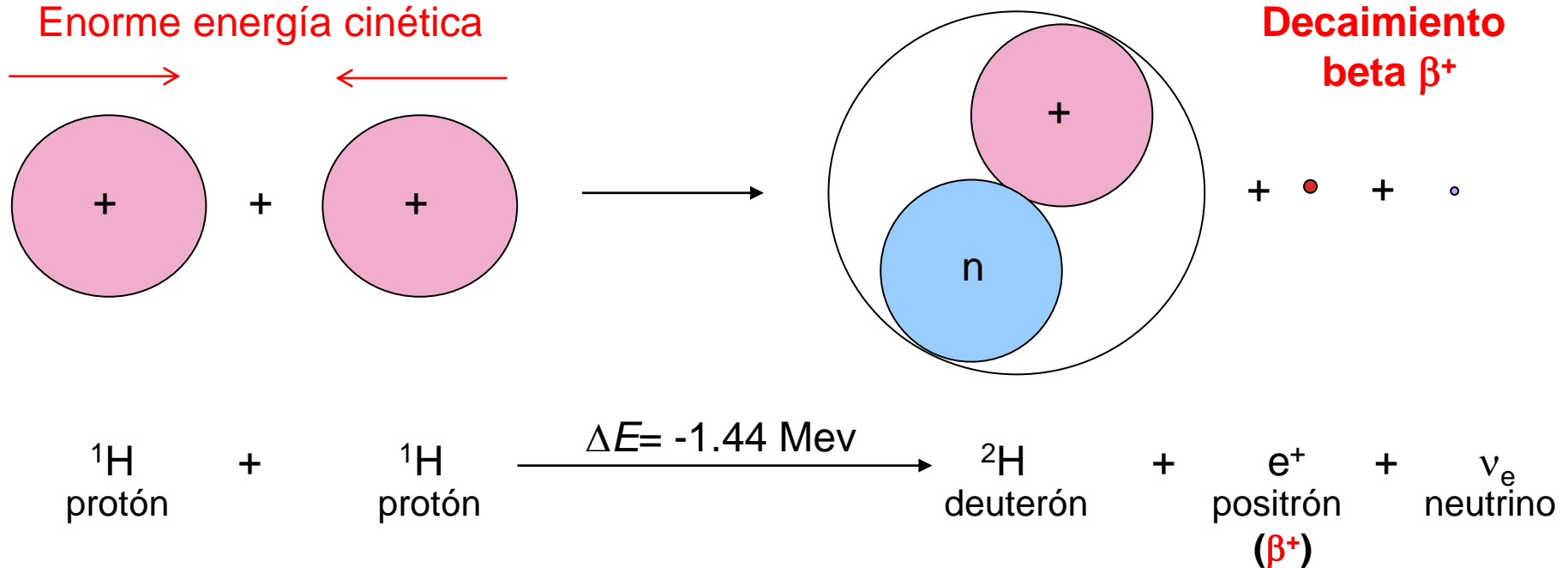
proceso **s** (captura lenta de neutrones en estrellas)

proceso r (captura rápida de neutrones en supernovas)



Fusión nuclear

Interacciones protón-protón (*PPI*)



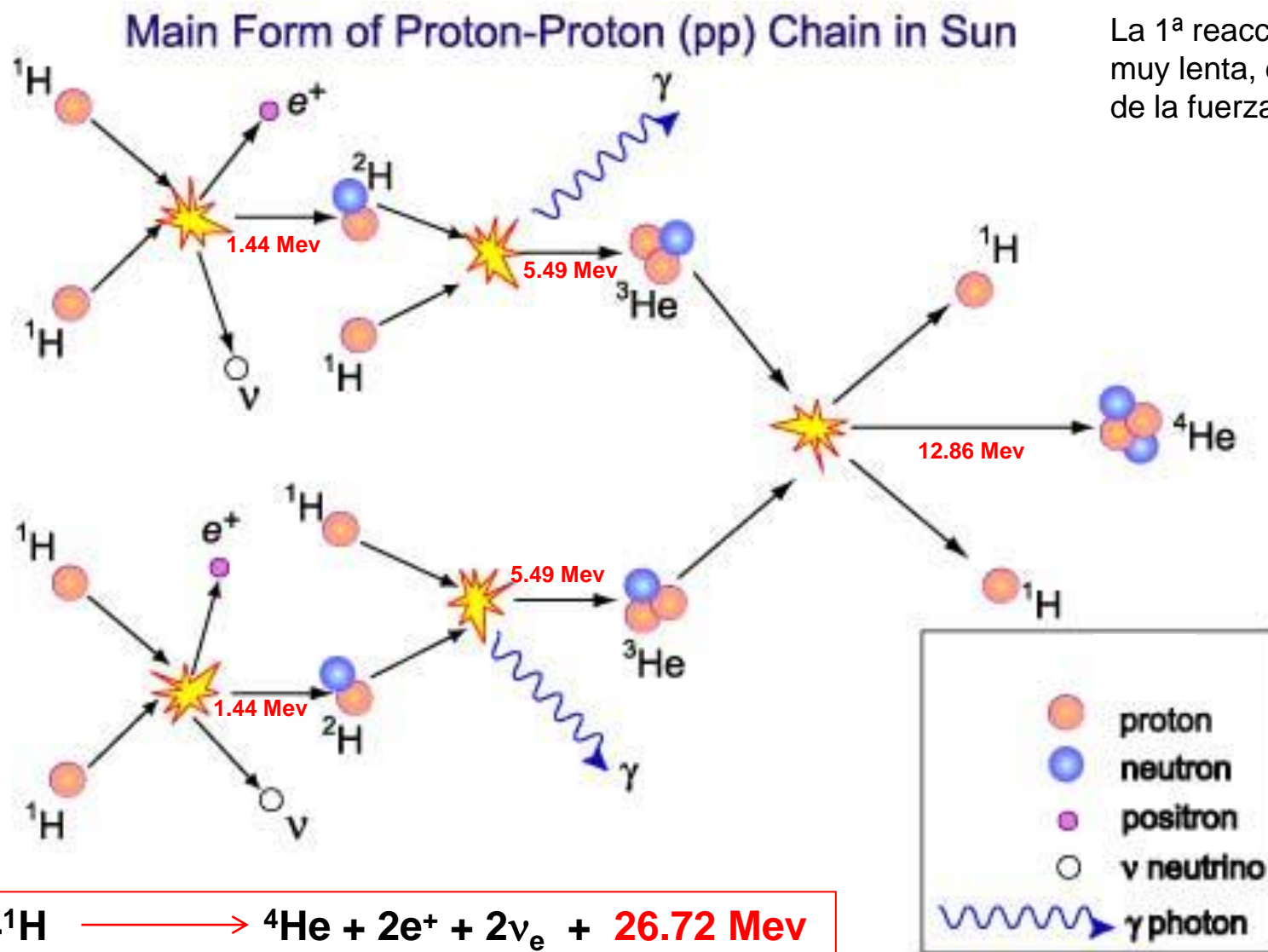
Esta reacción sólo ocurre a $T > 10^7$ K. Su duración media es de $1.4 \cdot 10^{10}$ años. Libera una energía de 1.44 Mev.

La ocurrencia de otros procesos depende de la masa de la estrella y de su temperatura.

Los elementos más allá del hierro se forman por reacciones endotérmicas ya que ${}^{56}\text{Fe}$ es el núcleo más estable al tener la mayor energía por nucleón.



Nucleosíntesis estelar exotérmica: cadena *PPI*.





Nucleosíntesis estelar

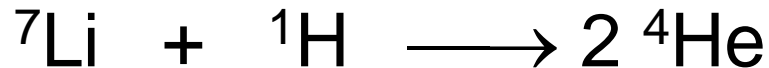
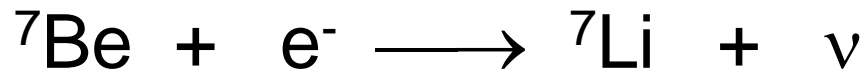
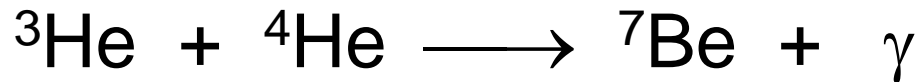
cadena *PPI*, *PPII* y *PPIII*. Fusión exotérmica que involucra protones.

$T = 10^7$ K.

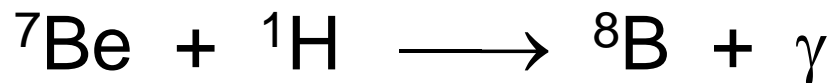
- ***PPI***:



- ***PPII***:

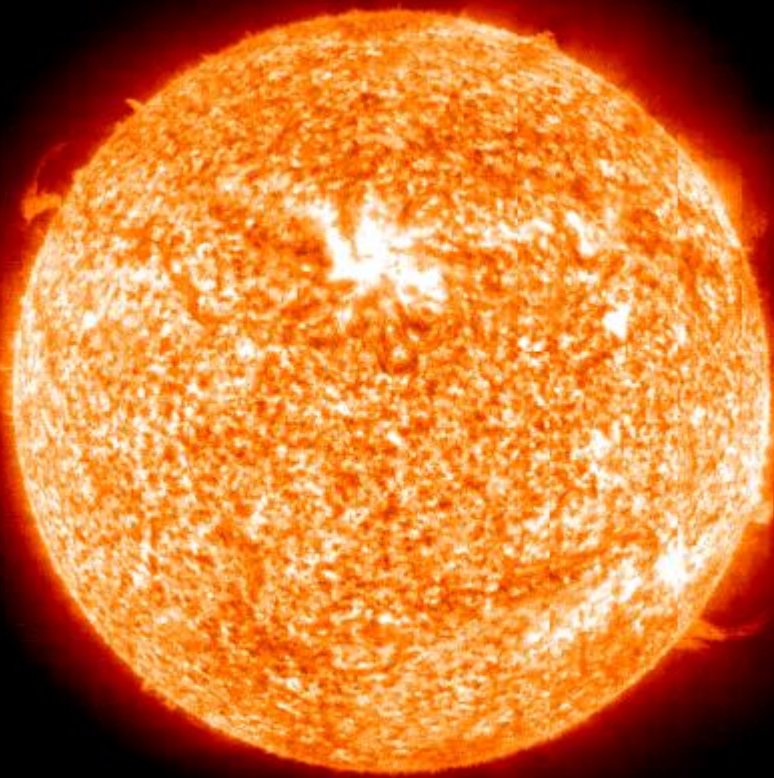


- ***PPIII***:





La “*combustión*” de hidrógeno en el Sol



Cada segundo, en el centro del Sol, se fusionan 600×10^6 toneladas de hidrógeno que producen 595.5×10^6 ton. de helio. Las 4.5×10^6 toneladas que restan se convierten en fotones γ de alta energía que tardan un millón de años en salir a la superficie del Sol.

Cada vez que se fusiona una mol de H se liberan $\text{; } 2.53 \times 10^9 \text{ kJ mol}^{-1}$!

En cambio, cada vez que en la Tierra ocurre la combustión de 1 mol de H_2 . Se liberan tan sólo 244 kJ mol^{-1} .

¿Notan la diferencia entre reacción química y reacción nuclear?

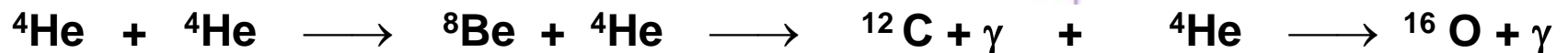
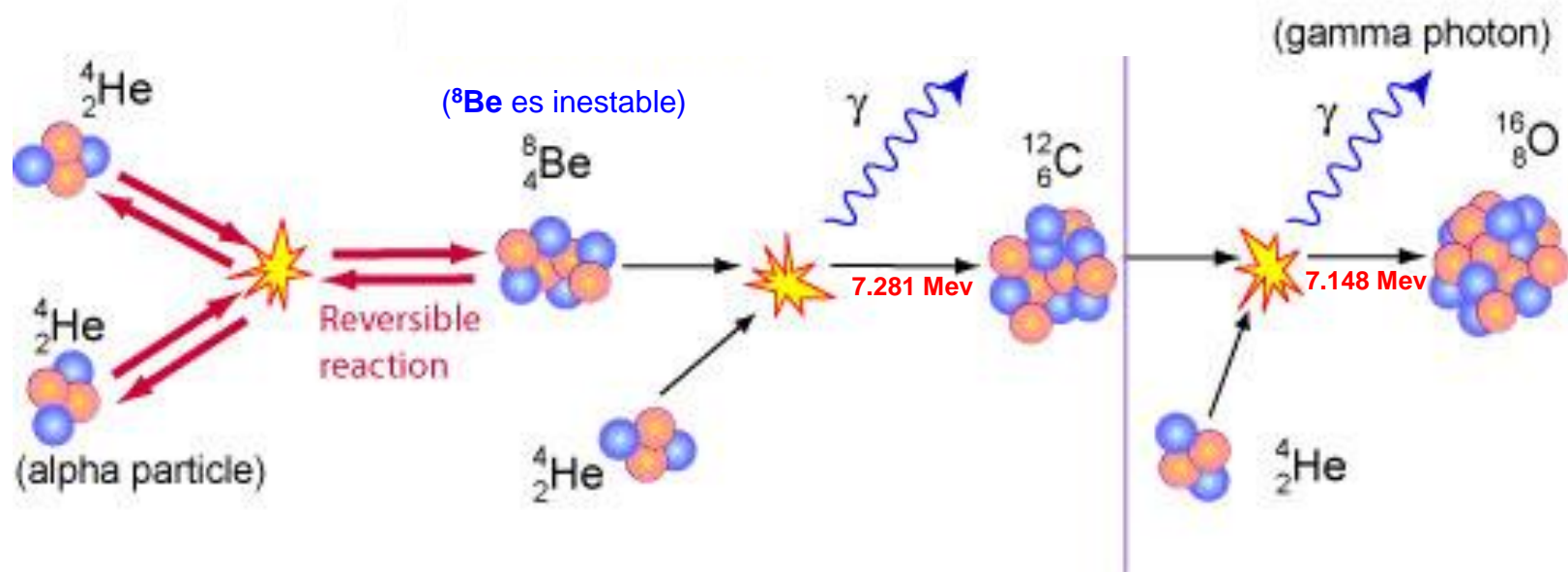
2010/11/23 01:19

Lee más en: <http://sohowww.nascom.nasa.gov/data/realtime/gif/>

Nucleosíntesis estelar

Proceso **triple alfa**, fusión de helio para dar carbono y oxígeno.

Requiere temperaturas mayores que los procesos PP: **T= 10⁸ K**



Si la estrella es de baja masa los procesos de fusión terminan aquí. Cuando se agotan el hidrógeno y el helio, la estrella termina como un núcleo de carbón y algo de oxígeno quedando como una **enana blanca**.



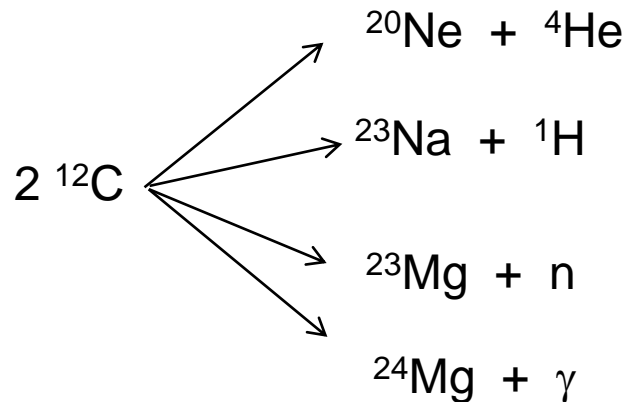
Nucleosíntesis estelar

“Combustión” de helio para dar carbono y oxígeno.

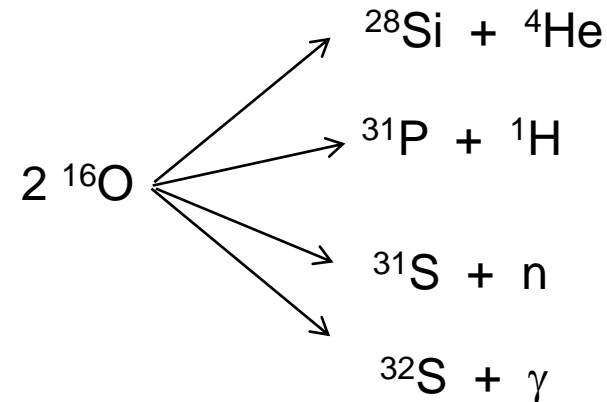
$T = 10^8$ K

“combustión” de helio	E (Mev)
$^{12}\text{C} + ^4\text{He} \longrightarrow ^{16}\text{O} + \gamma$	7.148
$^{16}\text{O} + ^4\text{He} \longrightarrow ^{20}\text{Ne} + \gamma$	4.75
$^{20}\text{Ne} + ^4\text{He} \longrightarrow ^{24}\text{Mg} + \gamma$	9.31

En estrellas de masa $> 4M_{\odot}$ y T entre 5×10^8 K y 2×10^9 K se dan los siguientes procesos:



“Combustión” de carbono



“Combustión” de oxígeno



Fusión exotérmica (resumen)

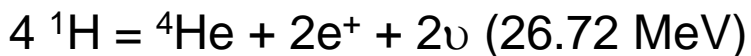
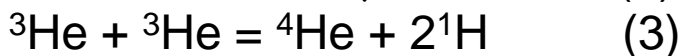
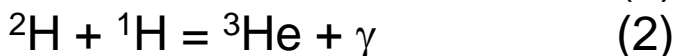
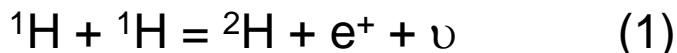
1) Ciclo CNO

$M > 1.3M_{\odot}$ $T = 1.3 \times 10^7 - 1.6 \times 10^7$ K
Densidad = 100 g cm^{-3} .

Protones forman helio usando carbono como catalizador.

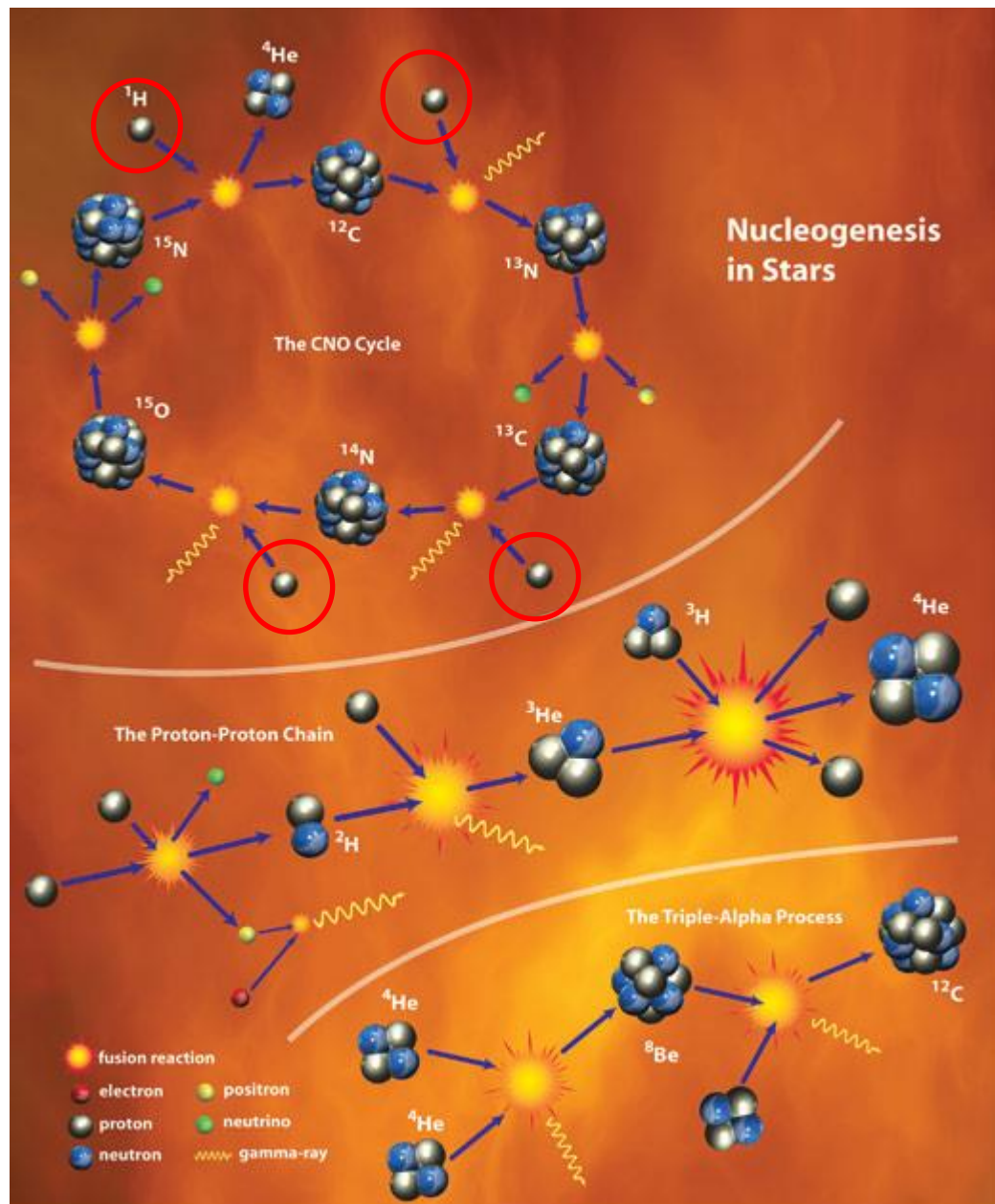
2) Cadena PPI

$T = 1.5 \times 10^7$ K



3) Proceso triple alfa

$T = 1 \times 10^8$ K





El ocaso de una estrella de baja masa

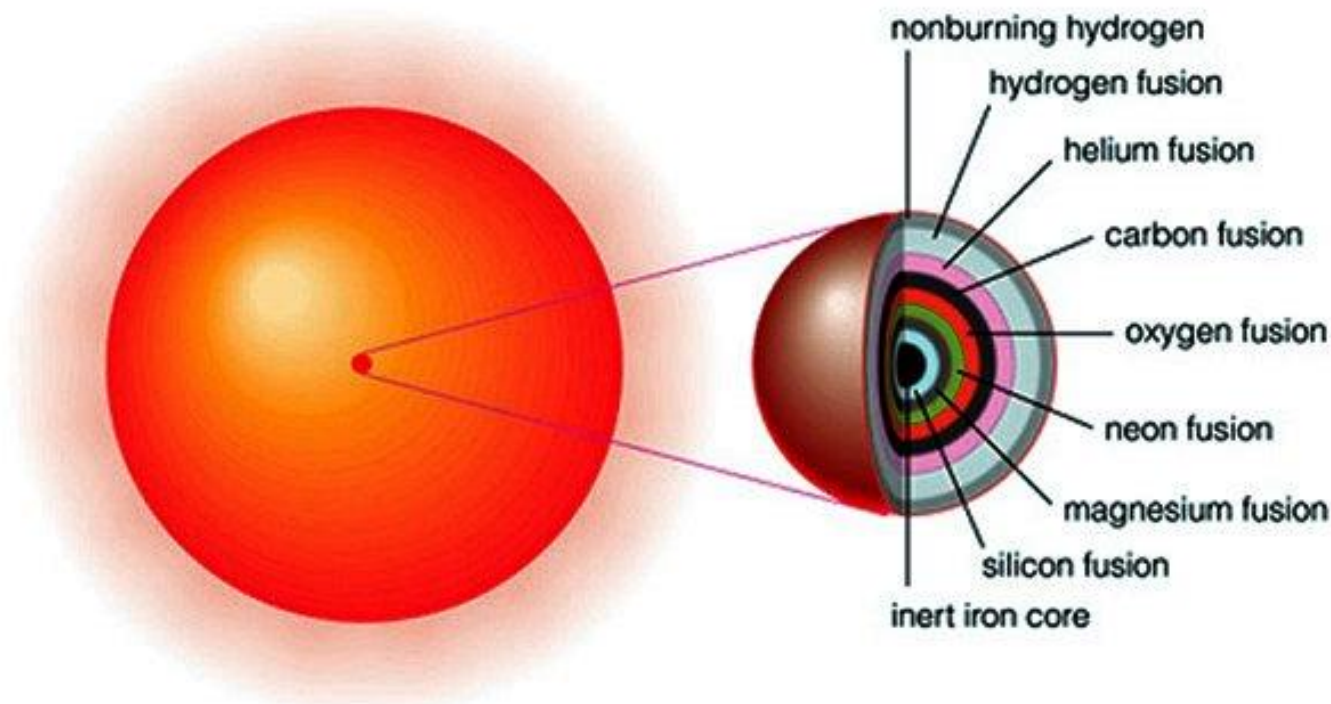
Las *nebulosas planetarias* diseminan núcleos formados en estrellas poco masivas.



Nebulosa planetaria Ojo de Gato 48



Estructura de una estrella masiva

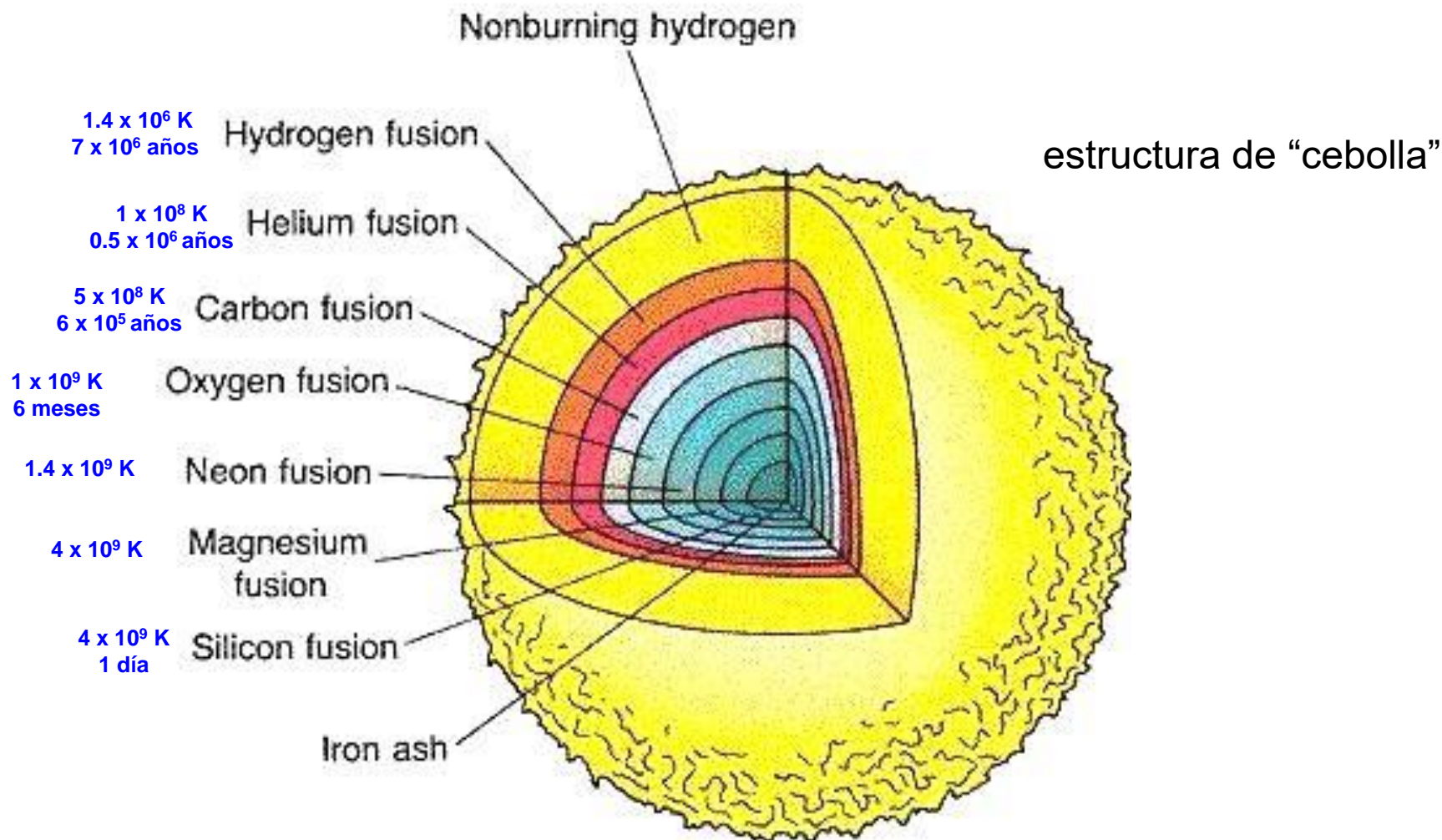


Esta estructura resulta de las diversas contracciones y expansiones que sufre el núcleo de una estrella masiva a lo largo de su existencia activa. En cada contracción, su temperatura aumenta lo que posibilita reacciones de fusión de núcleos cada vez más pesados como He, C, O, Ne, Mg y Si.

Las capas externas se expanden y enfrían. Hacia el final de su actividad, la estrella se convierte entonces en una gigante roja.



Estructura de una estrella masiva. ($M > 10M_{\odot}$)





Energía de amarre de los núcleos atómicos

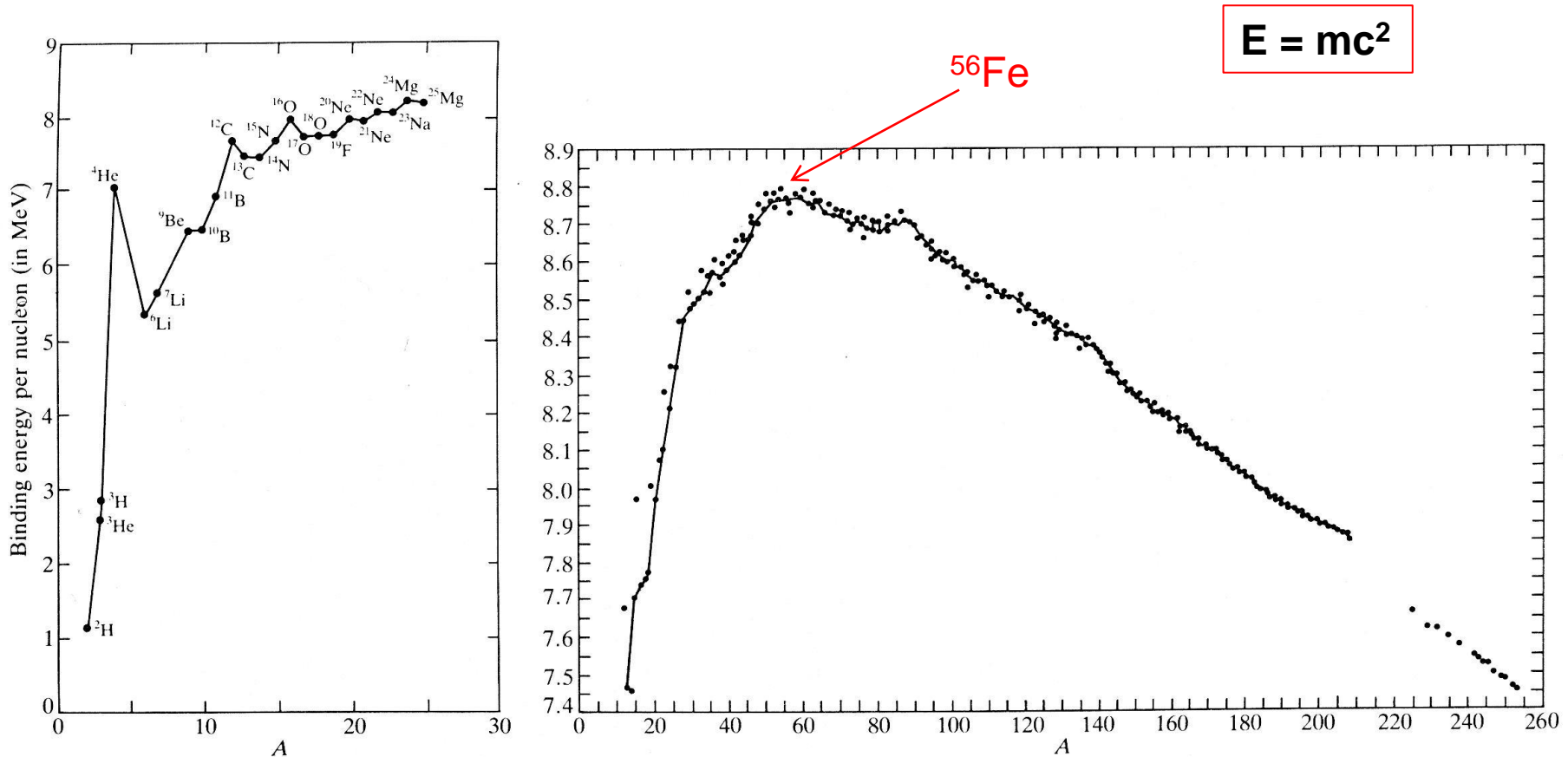


Fig. 2.2. The binding energy per nucleon for stable nuclides, plotted as a function of mass number, A . (From Friedlander *et al.* 1981.)

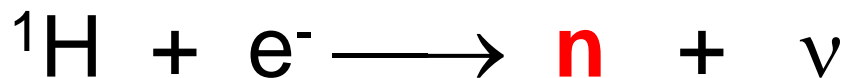
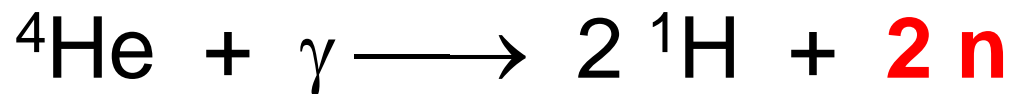
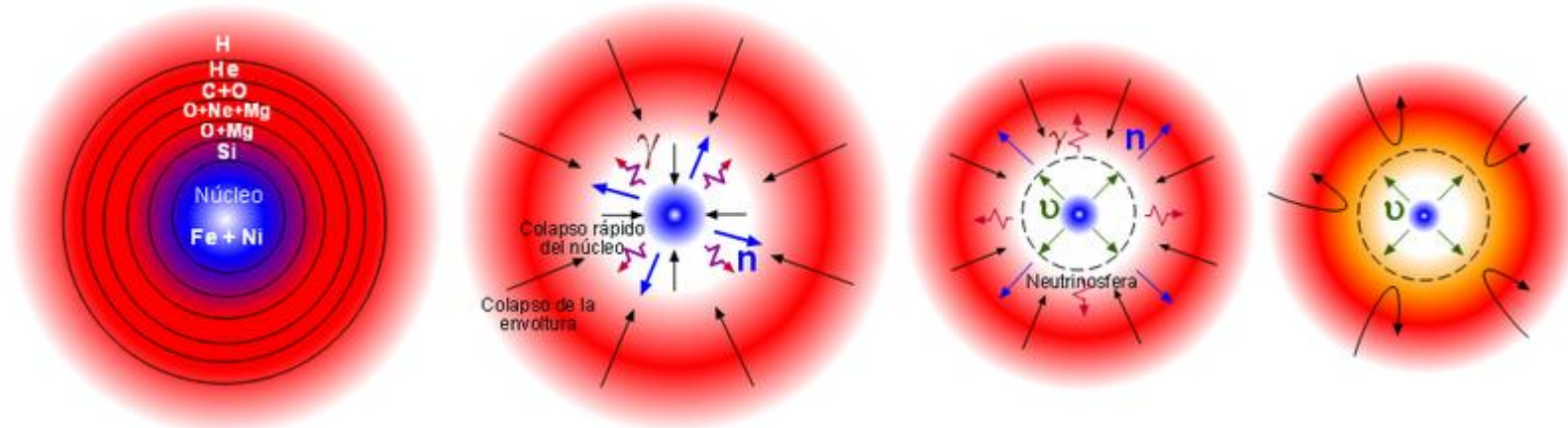


Las supernovas





Fotodesintegración endotérmica en supernovas.



Cuando colapsa una supernova, su núcleo de hierro se desintegra por la radiación gama generada durante la implosión, liberando **neutrones rápidos**.

$T > 3 \times 10^9 \text{ K}$, $M = 10, 20, 40, 50 M_{\odot}$



Proceso “r”

Captura *r*ápida de neutrones en la desintegración explosiva de supernovas.

Ejemplo:

**Decaimiento
beta β^-**



En un segundo, un núcleo de Fe puede capturar hasta 200 neutrones. Algunos de éstos se convierten en protones por *decaimiento β^-* dando origen a nuevos elementos de mayor masa.

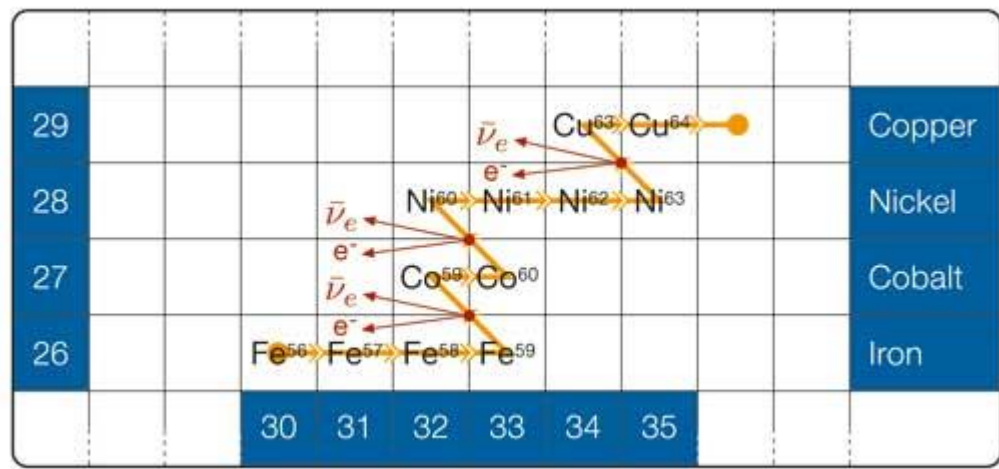
La captura de neutrones ayuda a explicar el origen y la abundancia de elementos cuya masa atómica oscila entre 63 y 209 (**s**) y de 200 en adelante (**r**).

Más recientemente se ha propuesto que elementos como el oro se producen también en la colisión de estrellas binarias de neutrones.



• s- Process •

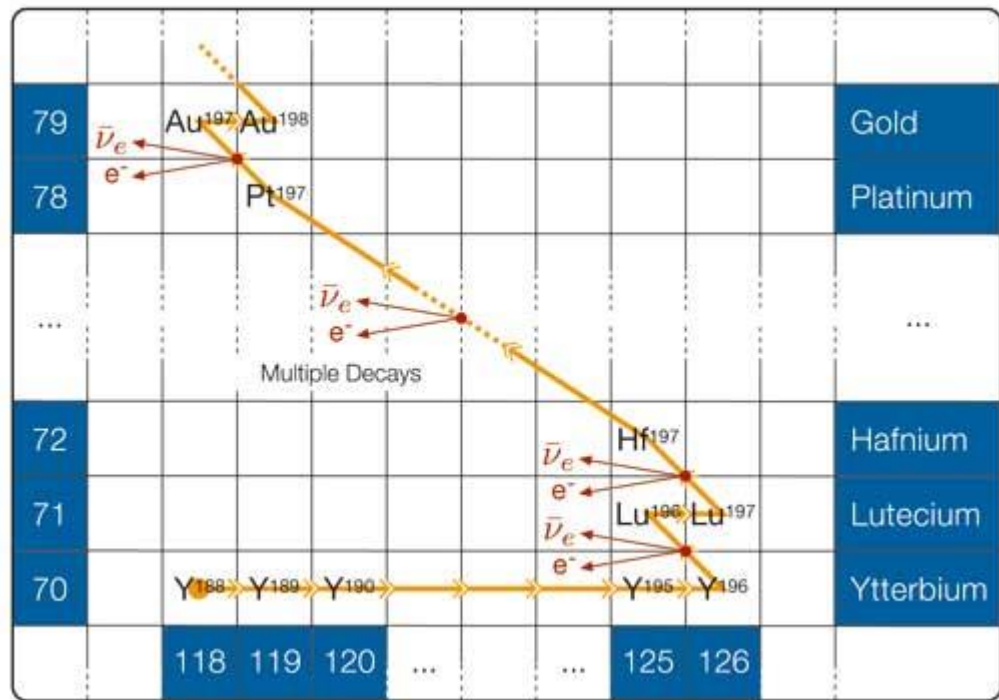
• Number of Protons •



• Number of Neutrons •

• r- Process •

• Number of Protons •



• Number of Neutrons •

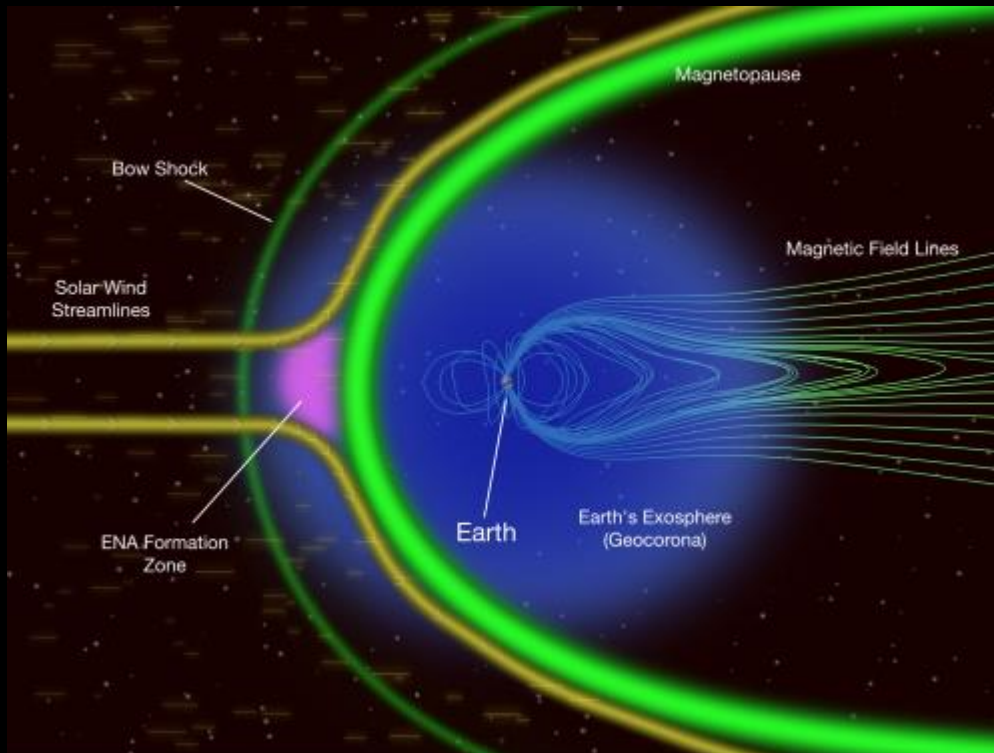
**El proceso “s”
captura lenta
de neutrones**
(Ocurre paralelamente a la
combustión de ¹³C, ¹⁶O ²¹Ne
y ²⁴Mg en las gigantes rojas)

VS

**El proceso “r”
captura rápida
de neutrones**
(Ocurre durante el colapso
de una supernova en cuestión
de minutos)

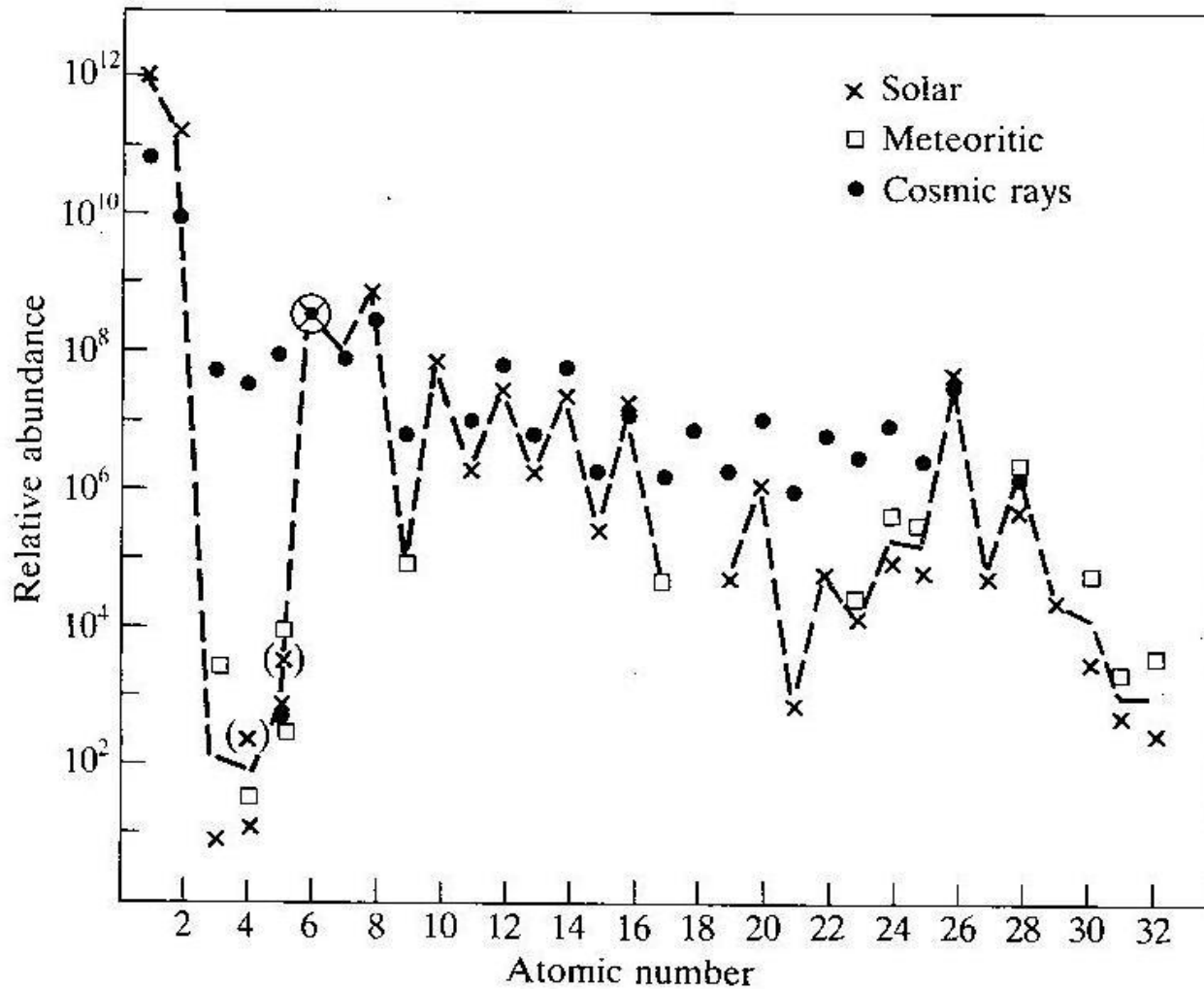


Los rayos cósmicos





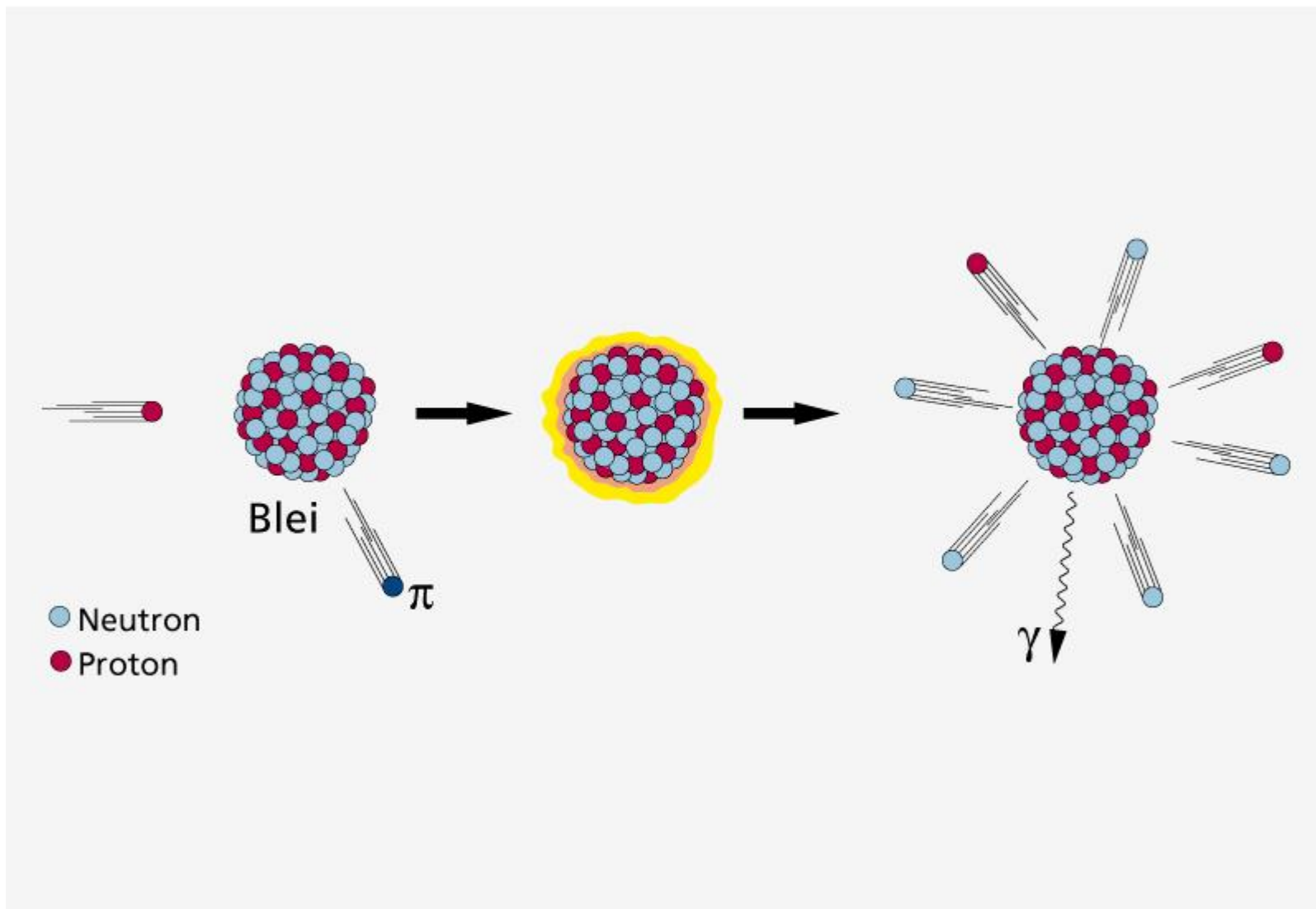
Los rayos cósmicos



Abundancias de elementos en los rayos cósmicos. (Cox, Fig. 3.8)



Nucleosíntesis Interestelar por astillamiento (espalación)



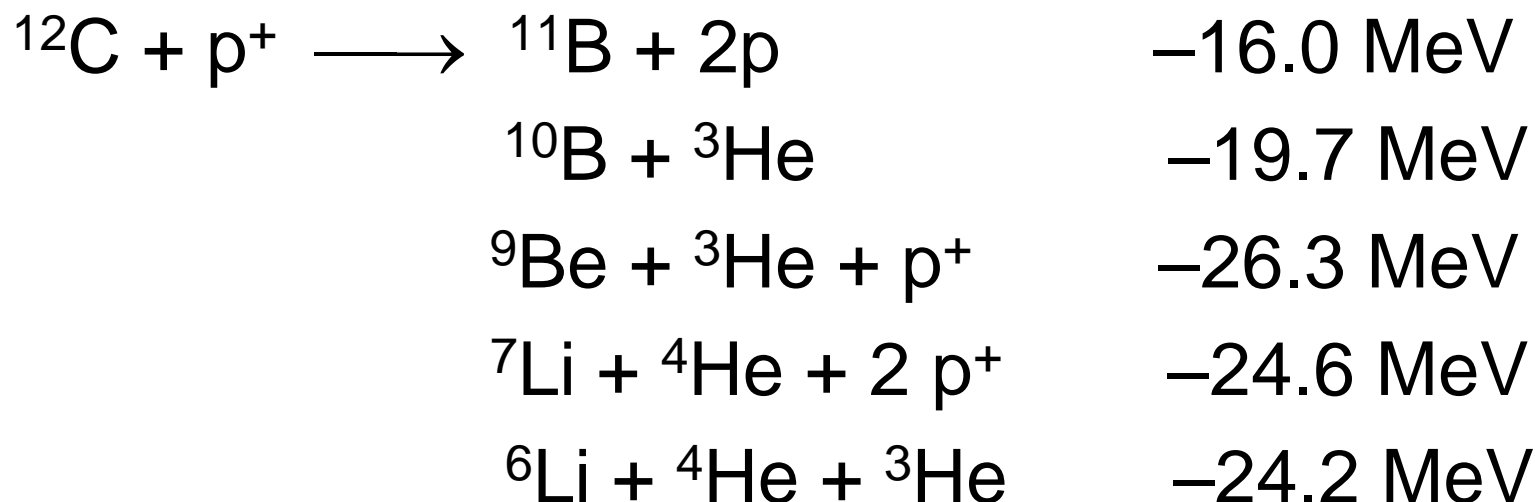


Nucleosíntesis interestelar

Ocurre por colisiones entre partículas que viajan por el espacio interestelar.

- Proceso **X**

(espalación, astillamiento o fragmentación)



Esto explica el origen y la abundancia de estos escasos elementos.

Recuerden que en todas las reacciones nucleares la masa, la carga y la energía se conservan

Abundancias en el Universo

M= protones + neutrones

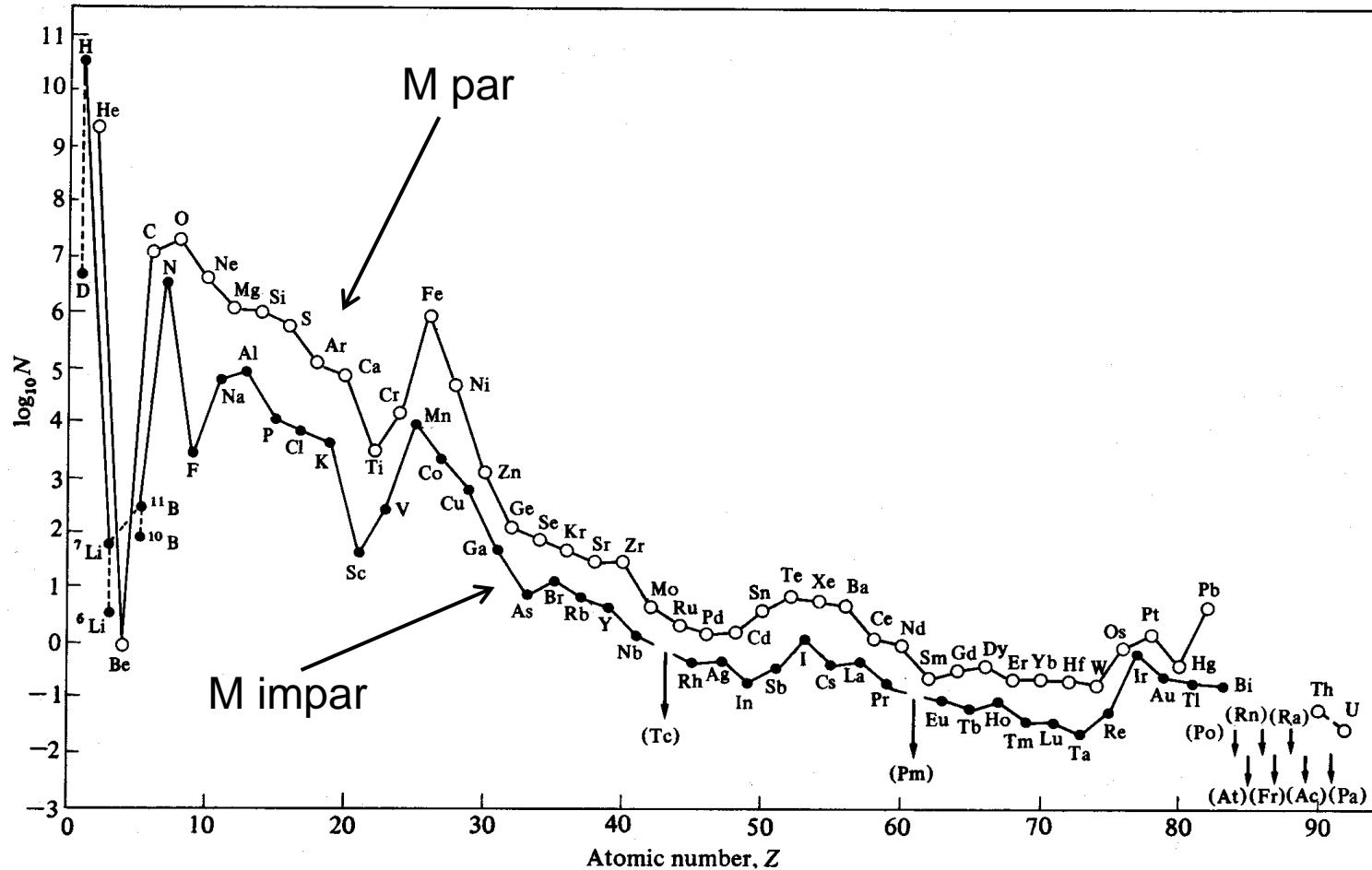
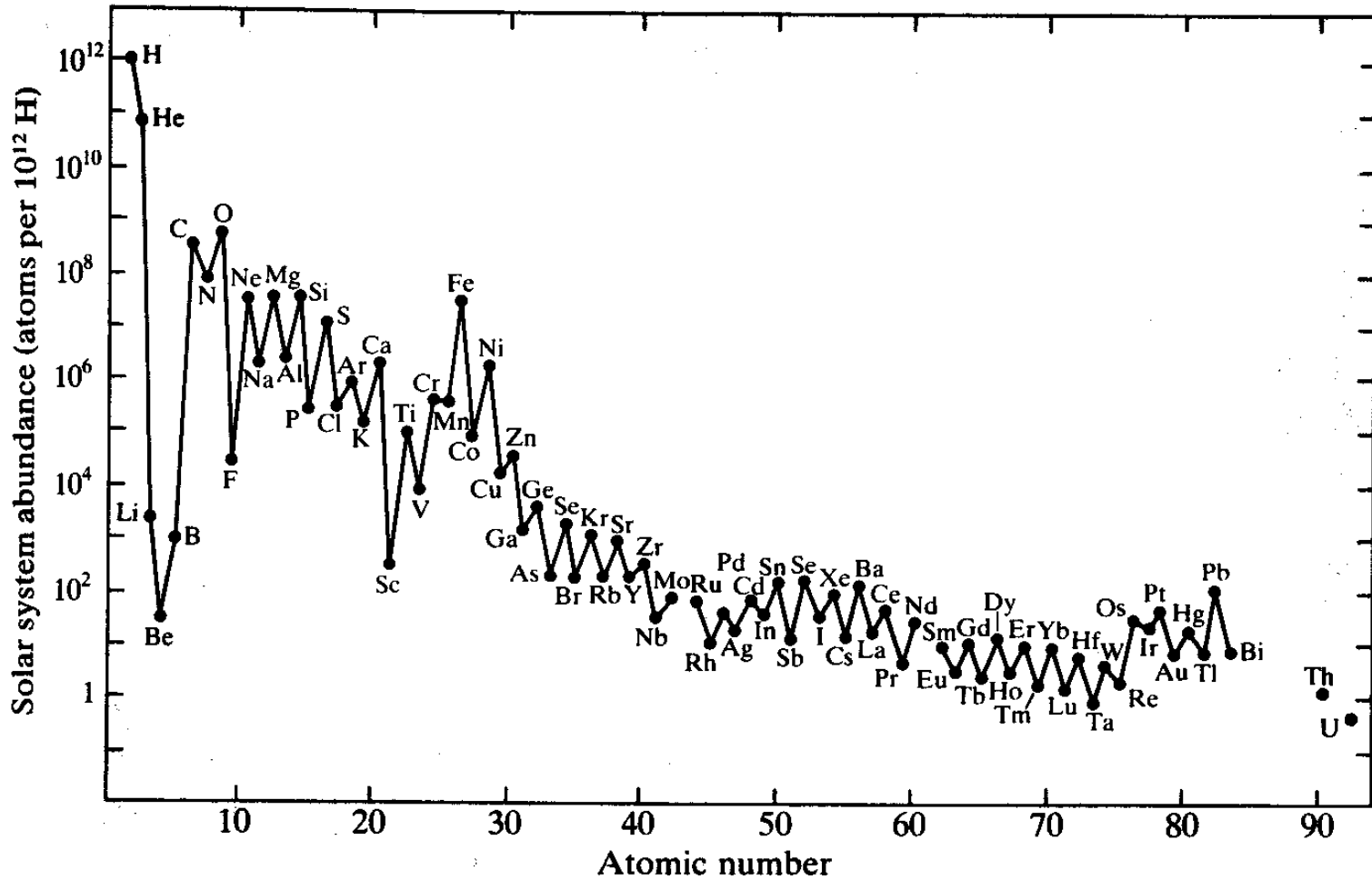


FIG. 1.1 Cosmic abundances of the elements as a function of atomic number Z . Abundances are expressed as numbers of atoms per 10^6 atoms of Si and are plotted on a logarithmic scale. (From A. G. W. Cameron, *Space Sci. Rev.* 15, 121-46 (1973), as updated by Brian Mason, private communication.)

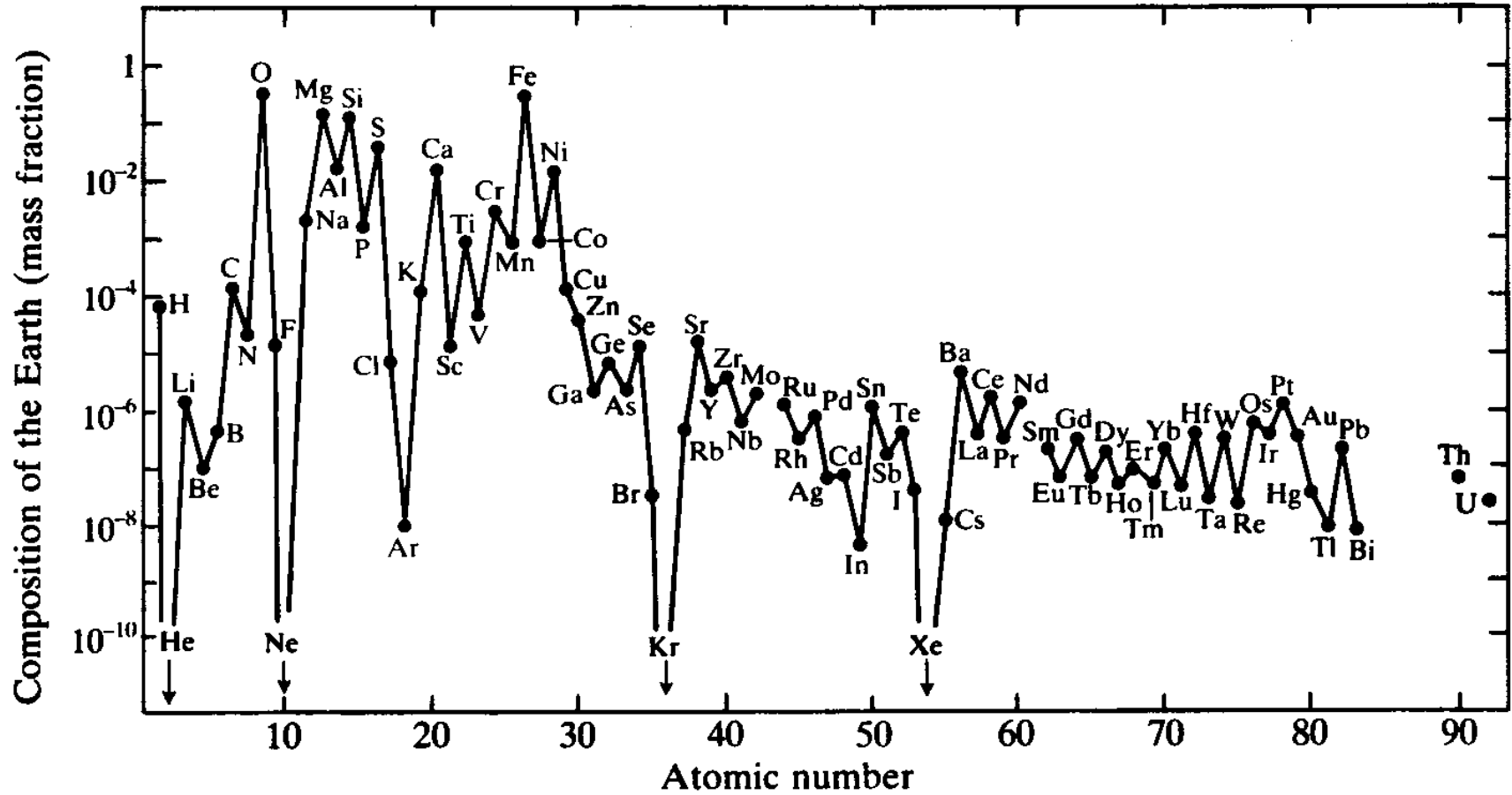


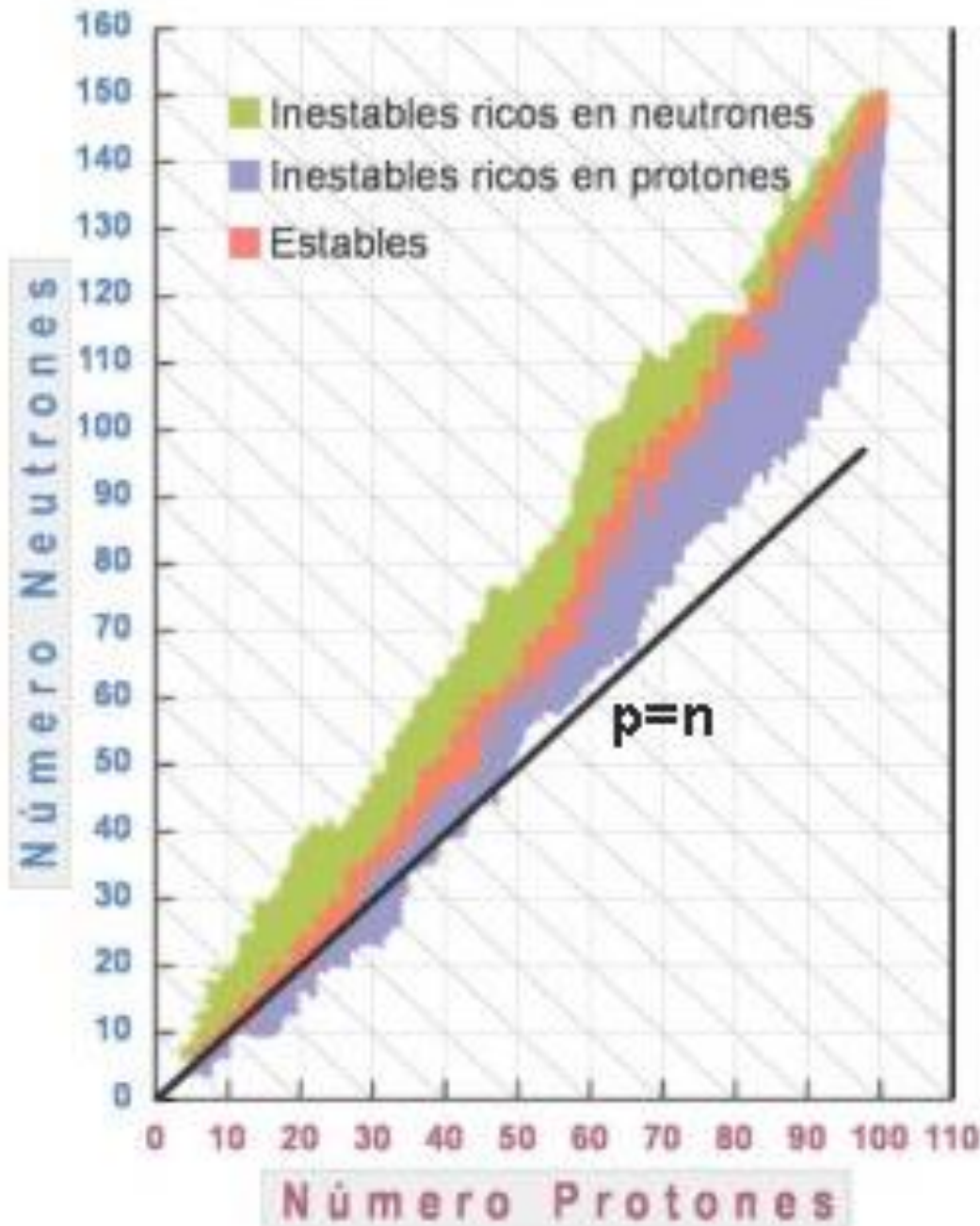
Abundancias en el sistema solar





Abundancias en La Tierra





Estabilidad nuclear (diagrama de Segré)

La estabilidad de los núcleos se va modificando al aumentar el número de nucleones (protones + neutrones).

Por encima del calcio ($Z=20$), la estabilidad de los núcleos se aleja de la relación $n=p$, donde el cociente $n/p = 1$.

Si n/p está entre 1 y 1.6, los núcleos serán estables.

Si $n/p < 1$ ó > 1.6 los núcleos serán inestables y por lo tanto radiactivos.

Se estabilizarán por decaimiento alfa, beta o gama con vidas medias de decaimiento que dependerán de varios factores.

Los núcleos a la derecha de la banda de estabilidad tienen $n/p < 1$ y decaerán por emisión β^+ o EC.

Los núcleos a la izquierda tienen $n/p > 1.6$ y decaerán por emisión β^- o emisión α si $p > 82$.



Estabilidad nuclear

Número de protones (Z)	Número de neutrones (N)	Número de núcleos estables conocidos	Estabilidad
Impar	Impar	4	
Impar	Par	50	
Par	Impar	57	
Par	Par	168	

Los núcleos que contienen números pares de protones o neutrones son más estables que los que contienen números impares.



Estabilidad de los núcleos

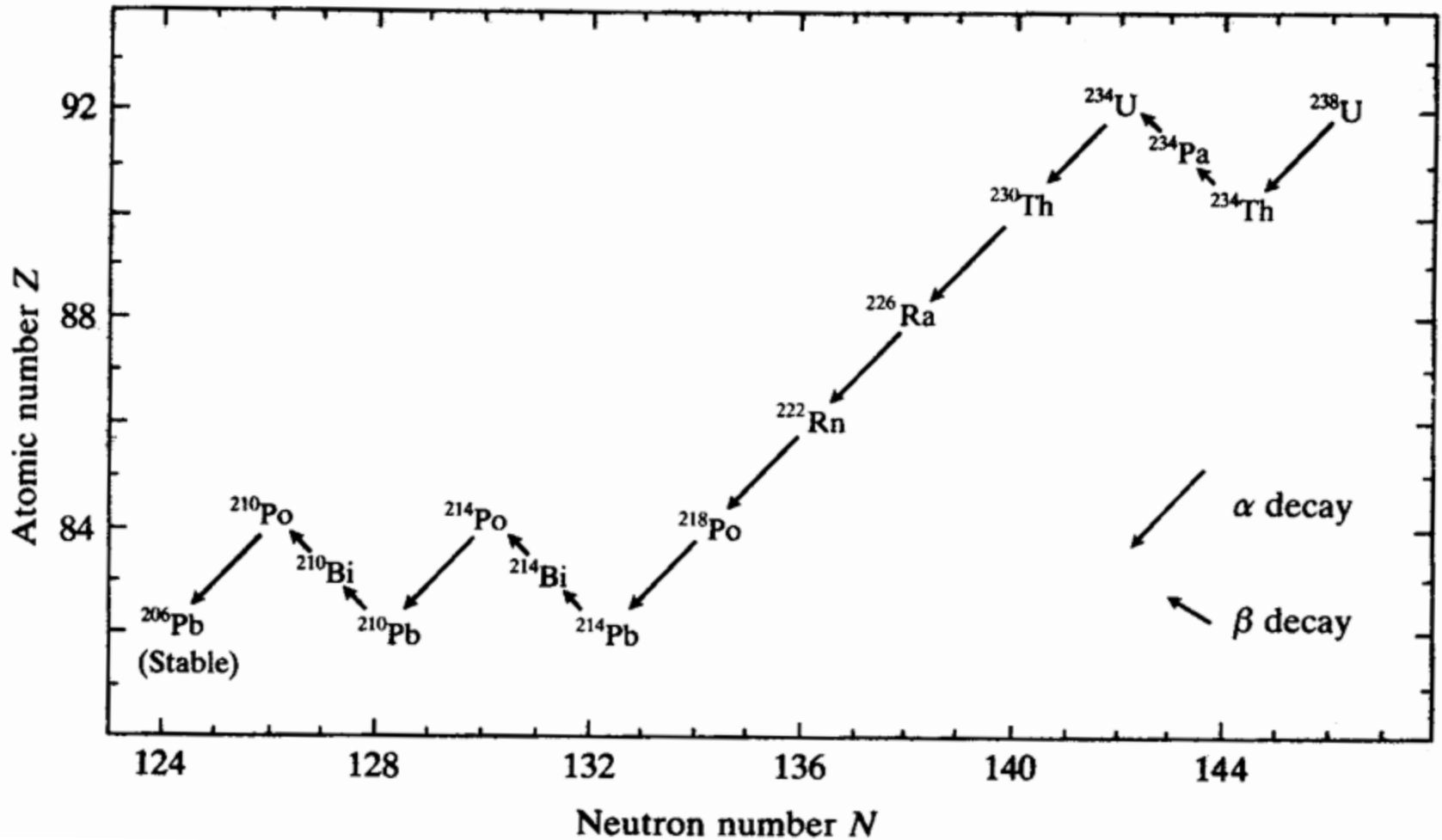
Números mágicos: 2, 8, 20, 28, 50, 82 y 126.

Los núcleos que tienen este número de protones o neutrones son más estables que los demás.

- **Decaimiento α** : emisión de un ${}^4\text{He}$. Z decrece.
- **Decaimiento β^-** : emisión de un electrón, conversión de un neutrón en un protón. Z crece.
- **Decaimiento β^+** : emisión de un positrón (e^+), conversión de un protón en un neutrón. Z decrece.
- **EC**: captura de un electrón ($1s$), provoca la conversión de un protón en un neutrón. Z decrece.



Secuencia principal de decaimiento del uranio





Los átomos más pesados tienen vidas medias más cortas

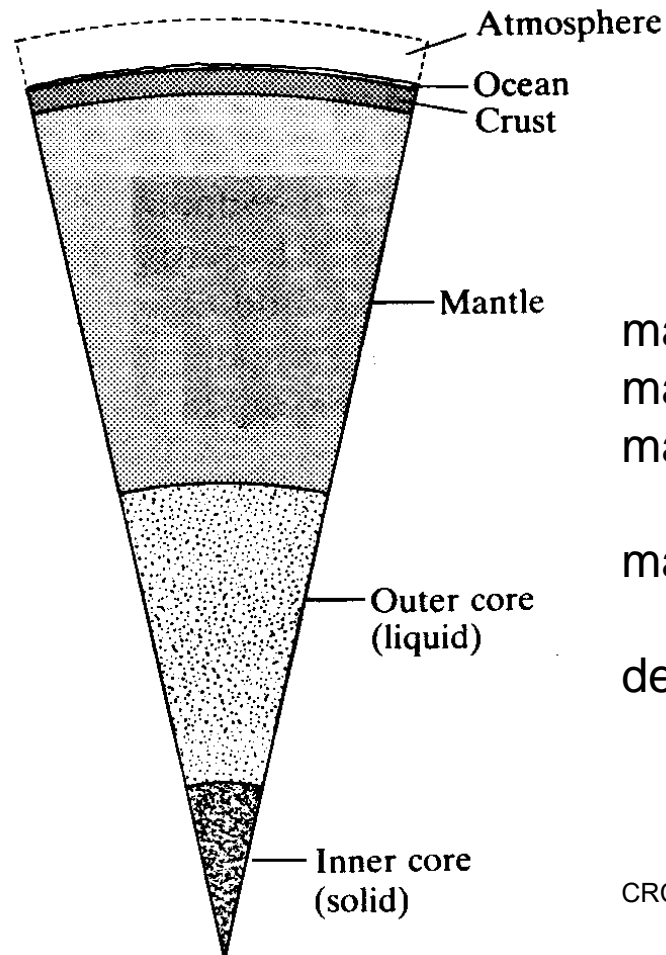
Table 12.1 Principal Isotopes of Transuranium Elements

Isotope	Half-life	Quantities Available
^{237}Np	2,200,000 years	many kilograms
^{239}Pu	24,360 years	many kilograms
^{244}Pu	82,800,000 years	> 1 milligram
^{243}Am	7,650 years	> 100 grams
^{244}Cm	18.12 years	> 100 grams
^{247}Cm	16,000,000 years	traces
^{247}Bk	1,400 years	traces
^{249}Bk	314 days	> 1 milligram
^{251}Cf	800 years	traces
^{252}Cf	2.57 years	> 1 milligram
^{254}Es	276 days	> 1 milligram
^{257}Fm	94 days	> 0.001 milligram
^{258}Md	53 days	traces
^{255}No	3 minutes	traces
^{256}Lr	45 seconds	
^{261}Rf	70 seconds	

SOURCES: Data from F. A. Cotton and G. Wilkinson, *Advanced Inorganic Chemistry: A Comprehensive Text*, 4th ed., Wiley-Interscience, New York, 1980; and the *Handbook of Chemistry and Physics*, 50th ed., Chemical Rubber Co., Cleveland, 1969, pp. B-267 to B-561.



La Tierra



Vean la Cápsula QI sobre los elementos en La Tierra (2ª parte)

masa de La Tierra: 5.9723×10^{24} Kg
masa de la hidrósfera: 1.664×10^{21} Kg
masa de la atmósfera: 5.136×10^{18} Kg

masa de La Luna: 0.073483×10^{24} Kg

densidad media de La Tierra: 5.15 g/cm^3

CRC "Handbook of Chemistry and Physics", 88th ed. 2007, CRC Press



Nucleosíntesis artificial

Ocurre hoy en día como resultado de actividades humanas en:

- los reactores nucleares de fisión.
- las explosiones de bombas nucleares.
- los experimentos con aceleradores de partículas de Darmstadt en Alemania, Dubna en Rusia y Berkeley en Estados Unidos y más recientemente en Japón.

Contexto y relevancia:

Ver la **Cápsula QI sobre:** Los elementos sintéticos y estratégicos.



Elementos súperpesados

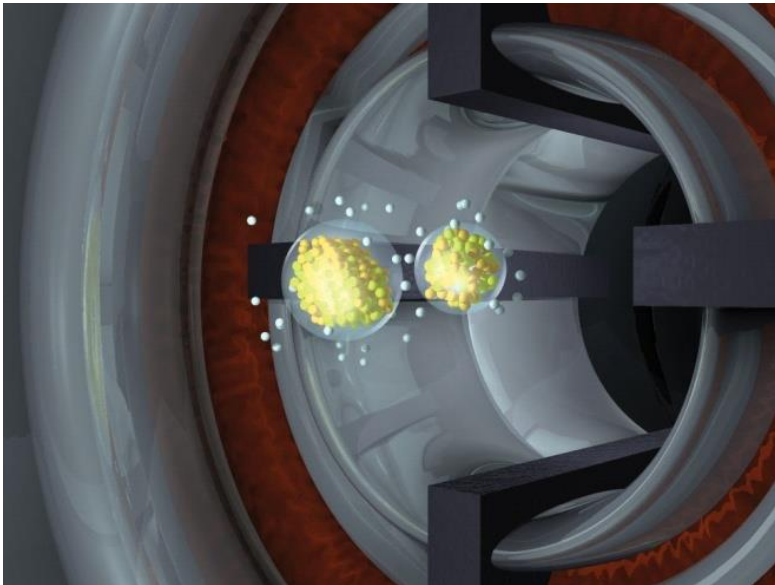
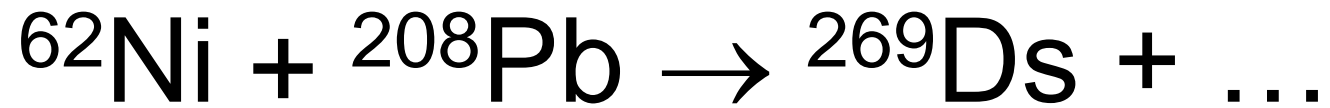
Números mágicos: 2, 8, 20, 28, 50, 82, 114p, 126n y 164p, 184n y 196n. (“**islas de estabilidad**”)

Los núcleos que tienen este número de protones o neutrones son más estables que los demás.

Resulta decepcionante que el elemento ^{298}Fl con 114 protones y 184 neutrones no sea estable. El flerovio tiene una vida media de sólo 3 segundos.



El acelerador de partículas





El sincrotrón de gradiente alterno de Brookhaven





El acelerador del CERN en Ginebra, Suiza.



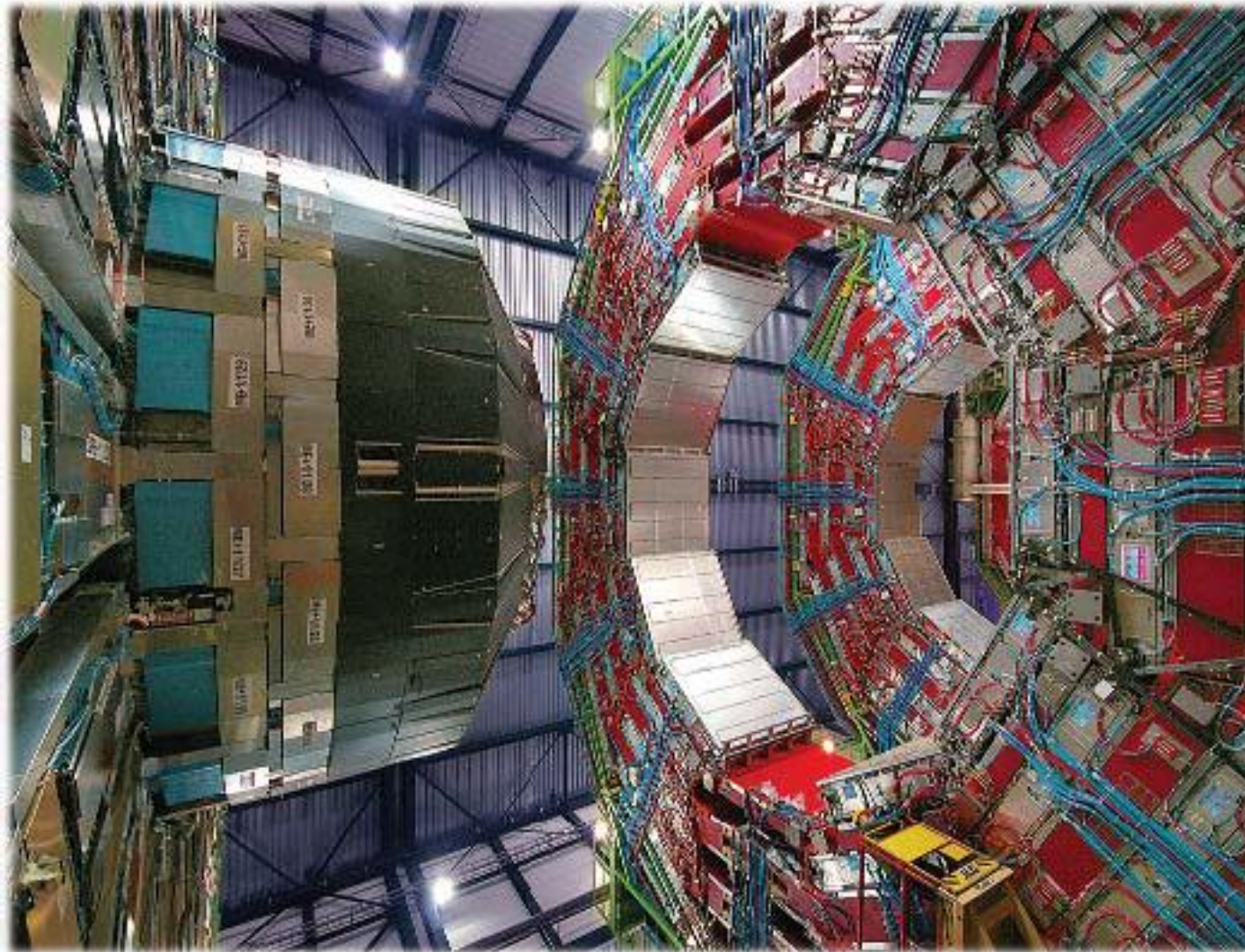
<http://press.web.cern.ch/press/>



Colisionador de hadrones del CERN

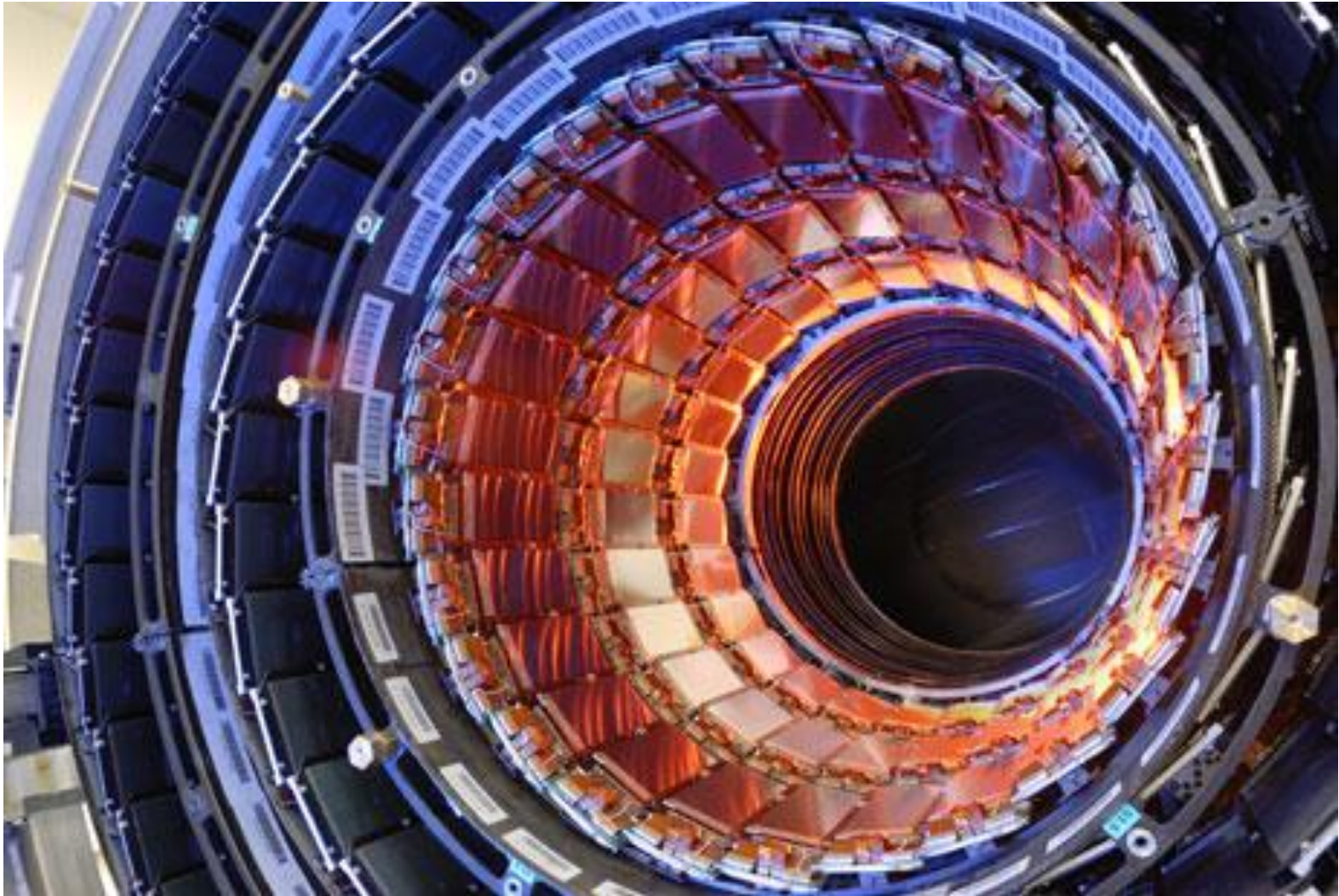


Colisionador de hadrones ... cont.

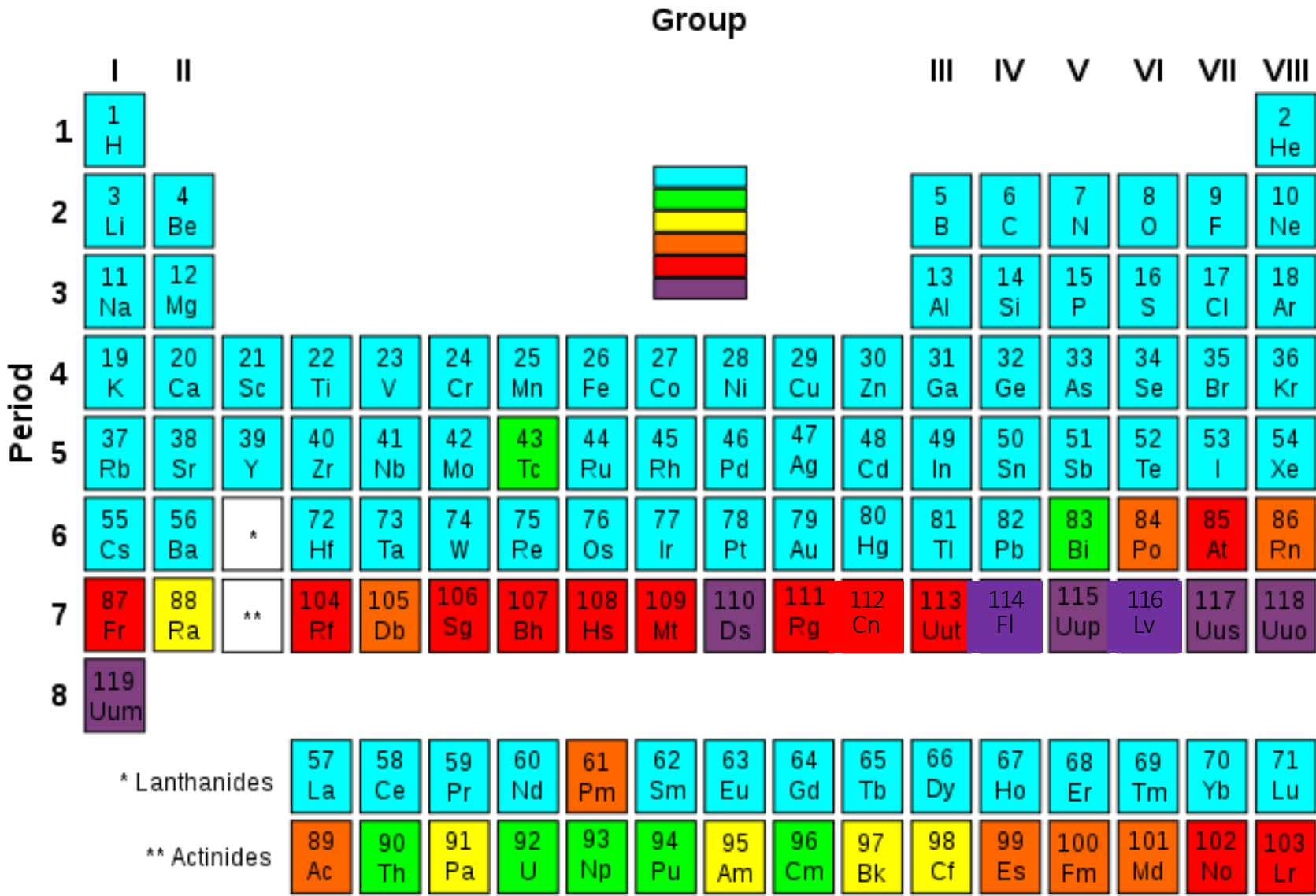




Interior del colisionador de hadrones del CERN



Z	Desc.	lab.	Símbolo/Nombre	Reacción	t _{1/2} (s) (aprox.)
109	ago-1982	Darmstadt Alemania	Mt meitnerio	$^{58}\text{Fe} + ^{209}\text{Bi}$ $\rightarrow ^{268}\text{Mt}$	3.7 ms
110	nov-94 ago-2003	Darmstadt Alemania	Ds darmstadtio	$^{62}\text{Ni} + ^{208}\text{Pb}$ $\rightarrow ^{269}\text{Ds}$	100 años (teo.) 17 μs
111	dic-1994 2003	Darmstadt Alemania	Rg roentgenio	$^{64}\text{Ni} + ^{209}\text{Bi}$ $\rightarrow ^{272}\text{Rg}$	3.6 seg
112	1996 ago-2009	Darmstadt Alemania	Cn copernicio	$^{6?}\text{Zn} + ^{208}\text{Pb}$ $\rightarrow ^{227}\text{Cn}$	0.6 ms, 29 s
113		California EEUU	Nh nihonio		
114	1999 jun-2011	Dubna Rusia	Fl flerovio	$^{48}\text{Ca} + ^{244}\text{Pu}$ $\rightarrow ^{289}\text{Fl}$	3 s
115	feb-2004	Dubna Rusia	Mc moscovio	$^{48}\text{Ca} + ^{243}\text{Am}$ $\rightarrow ^{288}\text{Mc}$	100 ms
116	jun-2011	Dubna Rusia	Lv livermorio	$^{48}\text{Ca} + ^{248}\text{Cm}$ $\rightarrow ^{292}\text{Lv}$	47 ms
117	2010 may-2014	Rusia Darmstadt	Ts tenesino	$^{48}\text{Ca} + ^{249}\text{Bk}$ $\rightarrow ^{294}\text{Ts}$	¡ 80 ms !
118	¿ jun-1999 ?	California EEUU	Og oganeson		?





La tabla periódica del futuro

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	57 La	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	89 Ac	104 Rf	105 Ha	106 Sg	107 Ns	108 Hs	109 Mt	110 Ds	111 Rg	112 Cn	(113) Nh	(114) Fv	(115) Mc	(116) Lv	(117) Ts	(118) Og
(119)	(120)	(121)	(154)	(155)	(156)	(157)	(158)	(159)	(160)	(161)	(162)	(163)	(164)	(165)	(166)	(167)	(168)

Número atómico

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
----------	----------	----------	----------	----------	----------	----------	----------	----------	----------	----------	----------	----------	----------

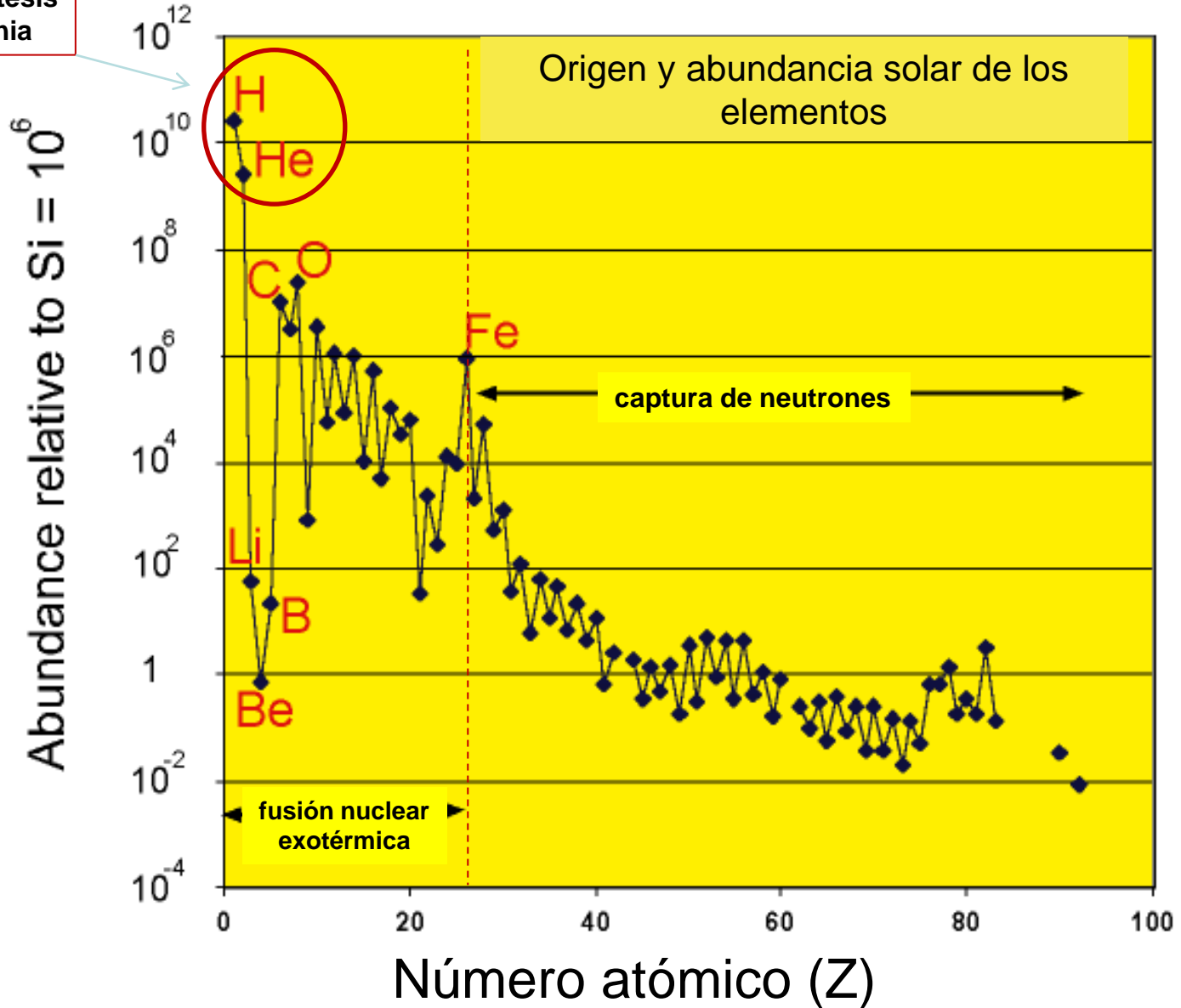
90 Th	91 Pa	92 U	93 Np	94 Pu	95 Am	96 Cm	97 Bk	98 Cf	99 Es	100 Fm	101 Md	102 No	103 Lr
----------	----------	---------	----------	----------	----------	----------	----------	----------	----------	-----------	-----------	-----------	-----------

(122)	(123)	(124)	(125)	(126)											(153)
-------	-------	-------	-------	-------	--	--	--	--	--	--	--	--	--	--	-------



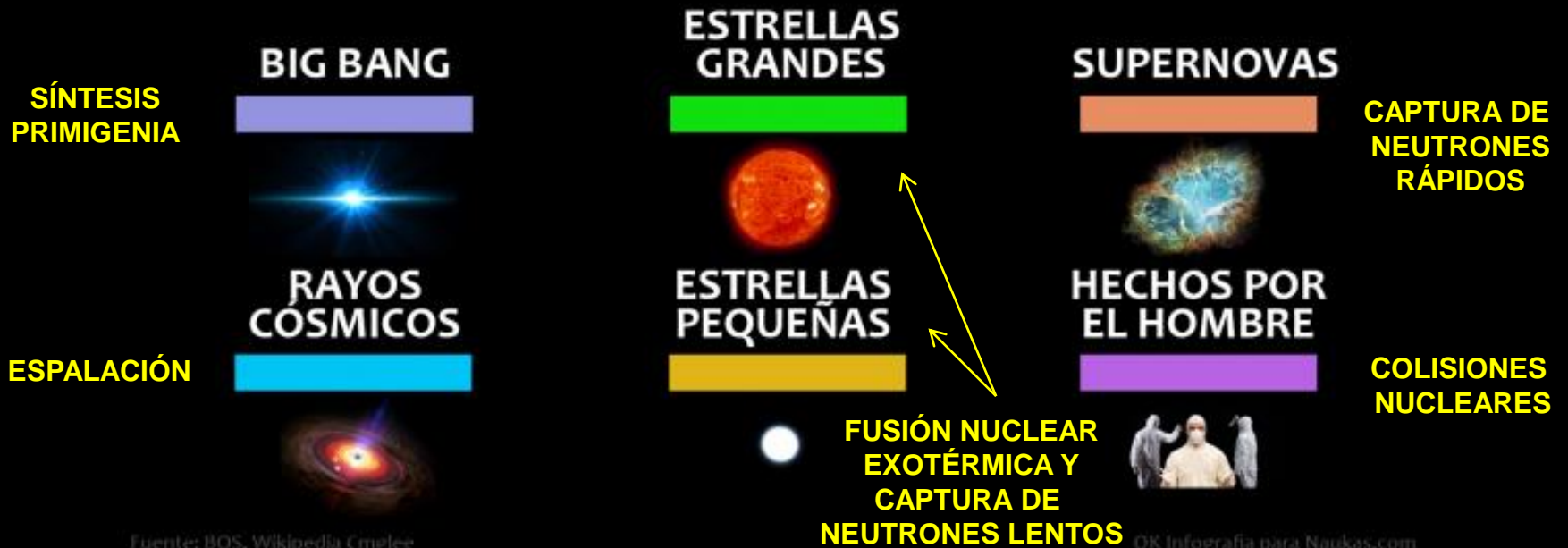
Resumen muuuy resumido

nucleosíntesis primigenia



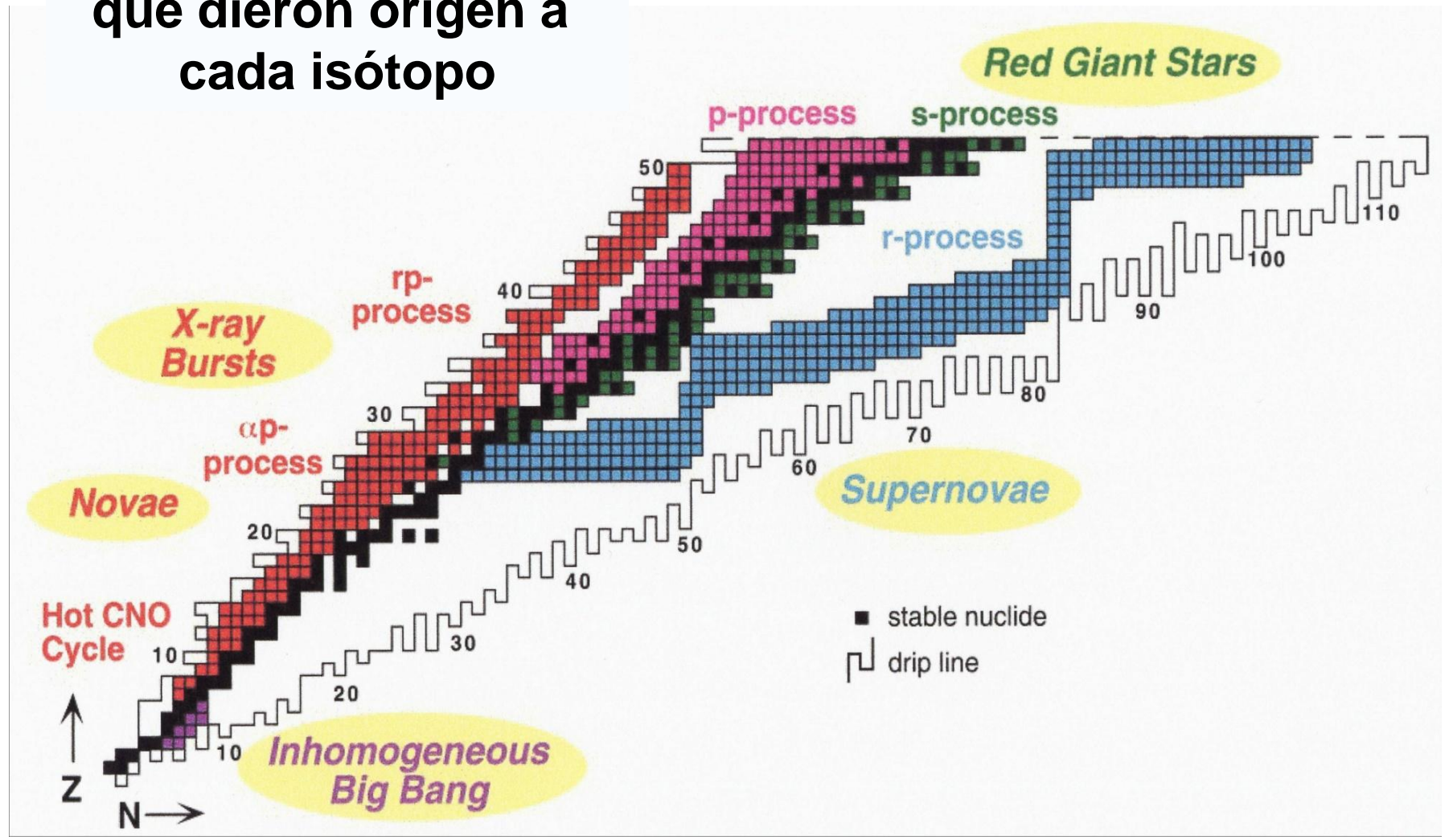
¿DE DÓNDE VIENEN LOS ELEMENTOS?

H B																	He B	
Li C	Be C											B C	C P G	N P G	O P G	F G	Ne P G	
Na G	Mg G											Al \$ G	Si \$ G	P G	S P G	Cl G	Ar G	
K G	Ca G	Sc G	Ti \$ G	V \$ G	Cr G	Mn G	Fe \$ G	Co \$	Ni \$	Cu G	Zn G	Ga \$	Ge \$	As G	Se \$	Br \$	Kr \$	
Rb \$	Sr G	Y G	Zr G	Nb G	Mo \$ G	Tc G	Ru \$ G	Rh \$	Pd \$ G	Ag \$ G	Cd \$ G	In \$ G	Sn \$ G	Sb \$	Te \$	I \$	Xe \$	
Cs \$	Ba G			Hf \$ G	Ta \$ G	W \$ G	Re \$	Os \$	Ir \$	Pt \$	Au \$	Hg \$ G	Tl \$ G	Pb \$	Bi \$	Po \$	At \$	Rn \$
Fr \$	Ra \$																	
		La G	Ce G	Pr \$ G	Nd \$ G	Pm \$ G	Sm \$ G	Eu \$	Gd \$	Tb \$	Dy \$	Ho \$	Er \$	Tm \$	Yb \$ G	Lu \$		
		Ac \$	Th \$	Pa \$	U \$	Np \$	Pu \$	Am H	Cm H	Bk H	Cf H	Es H	Fm H	Md H	No H	Lr H		



Resumen

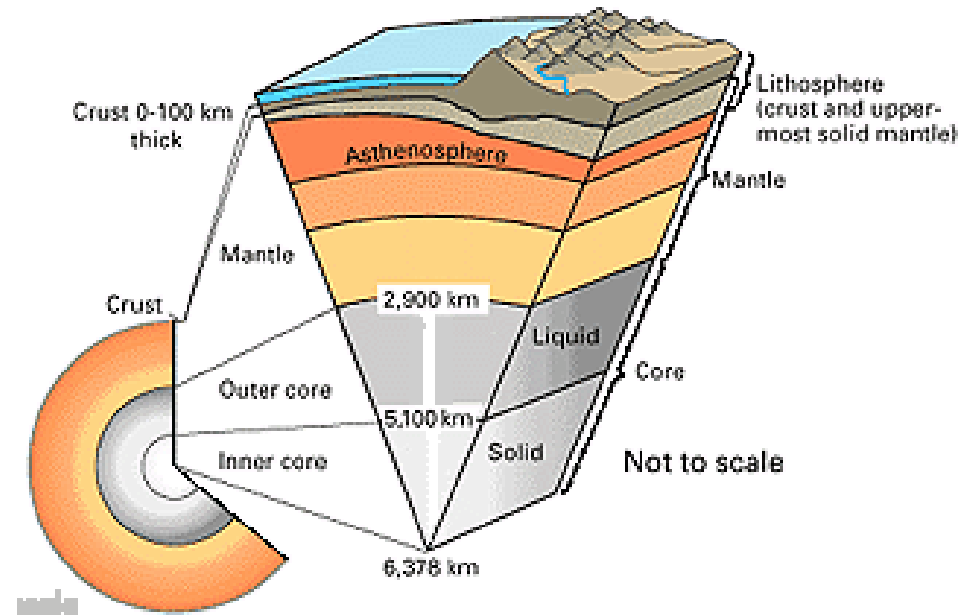
Principales procesos que dieron origen a cada isótopo





La historia de La Tierra

- Su composición actual es resultado de diversos procesos geoquímicos.



(Ver rocas ígneas, metamórficas y sedimentarias.)

Abundancias en la corteza terrestre

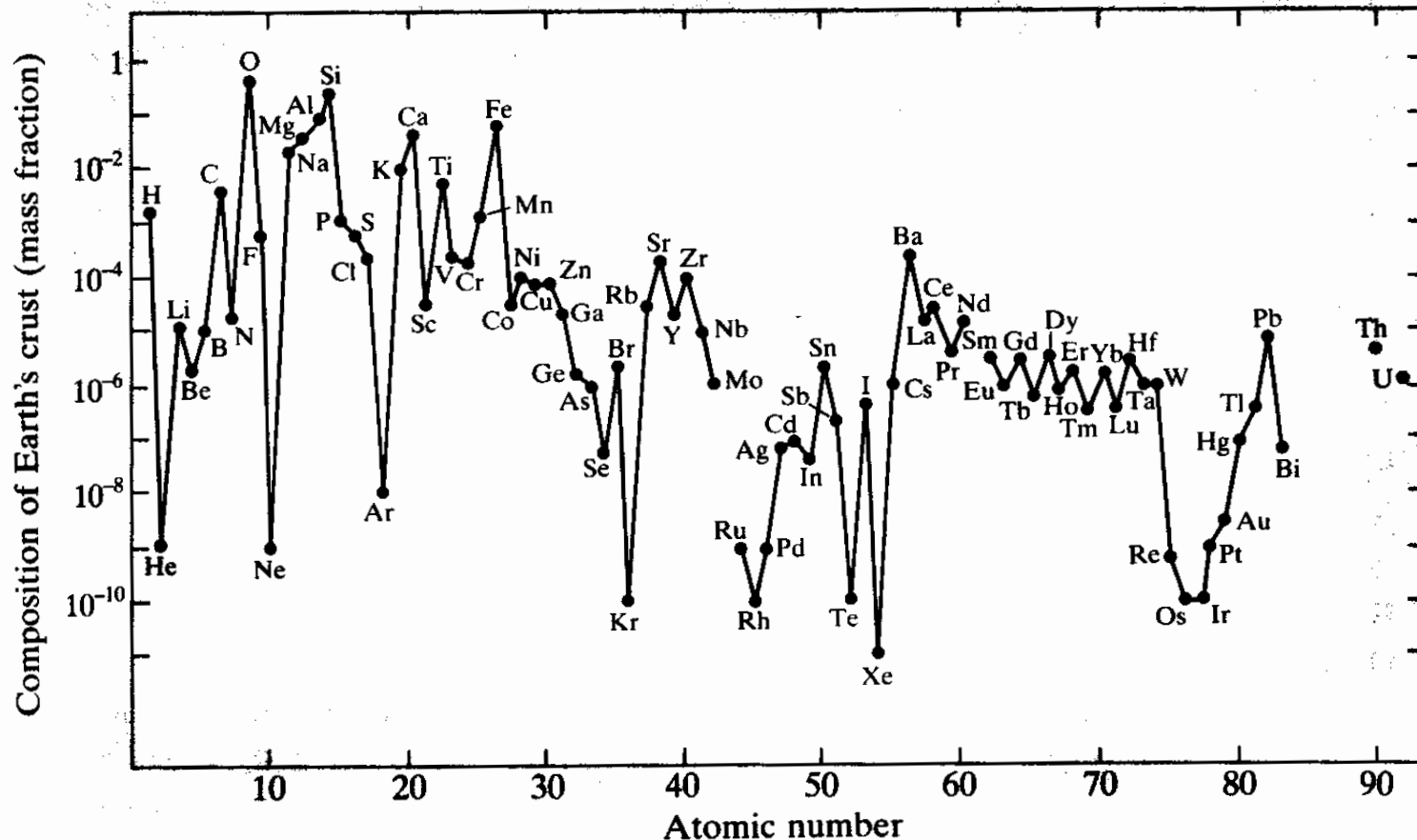


Fig. 1.2. Abundances of elements in the continental crust, shown as mass fraction on a logarithmic scale. (See Appendix A for numerical values and references.)



La distribución terrestre

- **Siderófilos:** se refiere a aquellos elementos afines al Fe ó parecidos a él, y normalmente se encuentran e el núcleo metálico ó cerca de éste. También se encuentran en la corteza terrestre pero su aparición es debida a reacciones que los originan.
- **Litófilos:** son aquellos elementos presentes en las rocas. Se combinan fácilmente con el O para formar óxidos, silicatos, sulfatos y carbonatos. Son los más abundantes de la corteza terrestre.
- **Calcófilos:** Son aquellos que se combinan fácilmente con S, As, Se... También forman parte mayoritariamente de la corteza terrestre.
- **Atmófilos:** Son aquellos elementos gaseosos que forman parte de la atmósfera terrestre.

Clasificación geoquímica de los elementos

Table 8.9 Geochemical Classification of the Elements

Lithophiles														Atmophiles				
Li	Be										B	C	N	O	F	He		
Na	Mg										Al	Si	P	S	Cl	Ne		
K	Ca	Sc	Ti	V	Cr	Mn	Fe	Co	Ni	Cu	Zn	Ga	Ge	As	Se	Br	Kr	
Rb	Sr	Y	Zr	Nb	Mo		Ru	Rh	Pd	Ag	Cd	In	Sn	Sb	Te	I	Xe	
Cs	Ba	Lu	Hf	Ta	W	Re	Os	Ir	Pt	Au	Hg	Tl	Pb	Bi				
								Siderophiles				Chalcophiles						

NOTE: This classification emphasizes behavior under conditions at the surface of the earth; many elements can display other classes of behavior as well.

Atmófilos

en forma elemental
en la atmósfera

Litófilos

Óxidos, silicatos, sulfatos,
carbonatos (oxo-aniones)

Siderófilos

Son diferentes los de la corteza que los del núcleo terrestre.

Corteza: los metales nobles

Núcleo: cualquier metal menos activo que Fe

Calcófilos

Se presentan nativos
así como en sulfuros,
teluros y arsenuros.

¿Y en México, cómo resultó la distribución de los elementos?





Los elementos en México

- 1er productor mundial de **Ag**
- 2o lugar mundial **F** (fluorita: **CaF₂**)
- 2o lugar en **Hg**
- 3er lugar en **Bi**
- 3er lugar en **Sr** (celestita: **SrSO₄**)

Investiguen otros: Mo, Pb, Zn , Ti, Cd, ...

Para información relacionada con las ciencias de La Tierra ver: <http://www.usgs.gov/>

Para este tema en particular consulten la sección de minerales.

También asómense a: <https://minerals.usgs.gov/minerals/pubs/commodity/>

Contexto y relevancia:

Ver la **Cápsula QI sobre** La extracción de minerales en México.



Resumiendo

Los elementos químicos que conocemos son el resultado de una larga y compleja serie de procesos en el Universo que apenas empezamos a comprender.

Pero además están los compuestos químicos, tanto naturales como sintéticos.



Resumiendo

Compuestos reportados:

fecha / hora	cantidad
22-ago-2011 /	62 133 210
30-ene-2013 / 18 hrs.	70 493 385
11-ago-2014 / 20 hrs.	89 368 817
3-ago-2017 / 14 hrs.	131 001 834

y sigue creciendo 20 compuestos por minuto.

<http://www.cas.org/>



¿Cuánto polvo de estrellas tenemos?

- Un cuerpo humano tiene aproximadamente 7×10^{27} átomos.
- De todos éstos, 4.2×10^{27} átomos son átomos de hidrógeno, el cual no es polvo de estrellas sino “polvo” de la Gran Explosión.
- Entonces tenemos 2.8×10^{27} átomos de polvo de estrellas, aproximadamente el 40%.
- Pero como el 60% de la masa del cuerpo humano es agua y el hidrógeno contribuye solamente con el 11% a la masa del agua.
- Por lo tanto un poco más del 93 % de la masa del cuerpo es...

... *polvo de estrellas.*



¿Demasiada información?

Lo que augura el futuro es más y más información, montañas de ella.

No habrá nada que no sepamos.

Sin embargo no habrá nadie que piense al respecto.

Piensen en ello.

Neal Gabler



Esta presentación está disponible en formato PDF en la siguiente página:

amyd.quimica.unam.mx
y
en *Classroom*