



As estrelas como fábricas dos elementos químicos

Uma introdução à nucleossíntese estelar

Prof. Roberto D.D. Costa
Departamento de Astronomia
Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas / USP

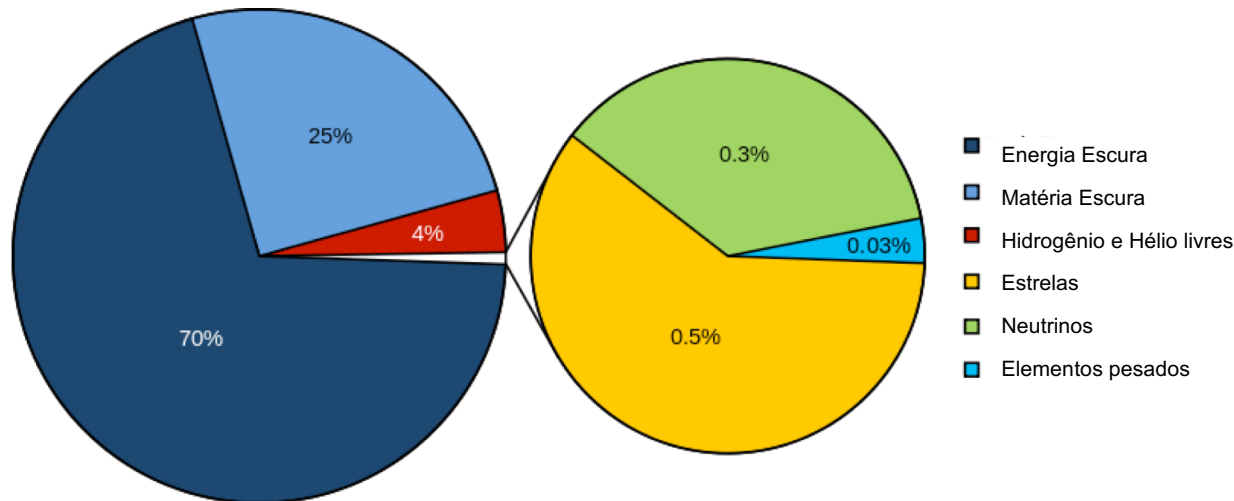
Abundâncias: a composição do Universo

Antes de responder à questão da origem dos elementos é preciso perguntar:

De que o Universo é feito ??

Na verdade, não temos idéia. A não ser que é composto de matéria + energia.

- 70% Energia escura (não sabemos o que é)
 - 25% Matéria escura fria (não sabemos o que é)
 - 4% Hidrogênio e Hélio gasosos
 - 0.5% Hidrogênio e Hélio em estrelas
 - 0.3% neutrinos
 - 0.03% elementos pesados
- Tópico de hoje



Por que então se preocupar com 0.03% ???

Algumas coisas razoavelmente importantes são compostas por estes 0.03%:



Hubble Ultra Deep Field:

Exposição de 11.3 dias de uma região de apenas 3x3 arcmin (1/13.000.000 da área total do céu), mostrando cerca de 10.000 galáxias.



Como demonstrado pelo satélite Kepler, praticamente todas as estrelas devem ter planetas. Hoje já existem cerca de 4000 planetas identificados em torno de outras estrelas



O que poderia existir nesses planetas?

A resposta para a questão da origem dos elementos químicos tem sido conseguida aos poucos, ao longo de décadas:

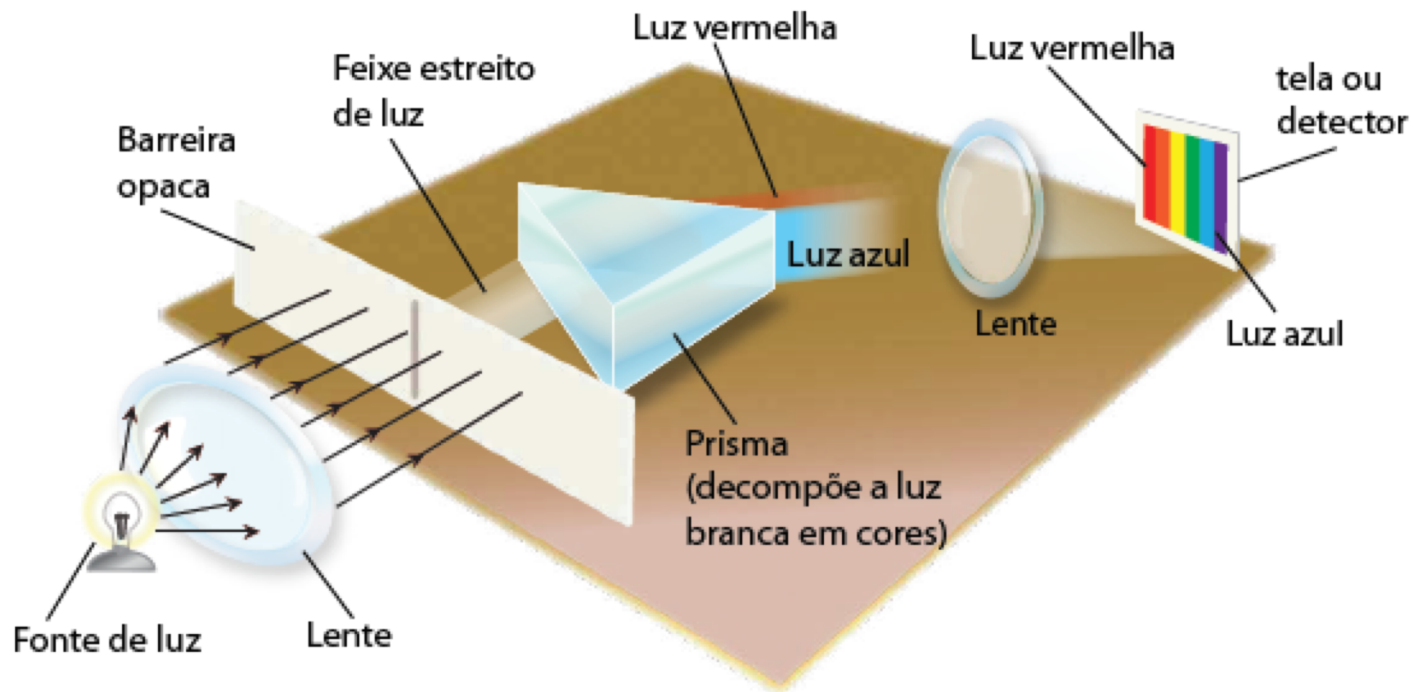
Um trecho do discurso de Hans Bethe, ao receber o Prêmio Nobel de Física de 1967:

How has it been possible for the Sun to emit light and heat without exhausting its source not only during the thousands of centuries the human race has existed but also during the enormously long time when living beings needing the sun for their nourishment have developed and flourished on our Earth thanks to this source?

- **1920**: Arthur S. Eddington sugere que a fusão nuclear poderia ser a fonte de energia das estrelas
- **1925**: Cecilia Payne demonstra que o Sol é feito basicamente de hidrogênio e hélio
- **1939**: Hans Bethe descreve as duas maneiras do H fundir-se em He: o ciclo proton-proton e o ciclo CNO
- **1957**: artigo B²FH (Burbidge, Burbidge, Fowler, Hoyle), explicando as principais cadeias de nucleossíntese estelar

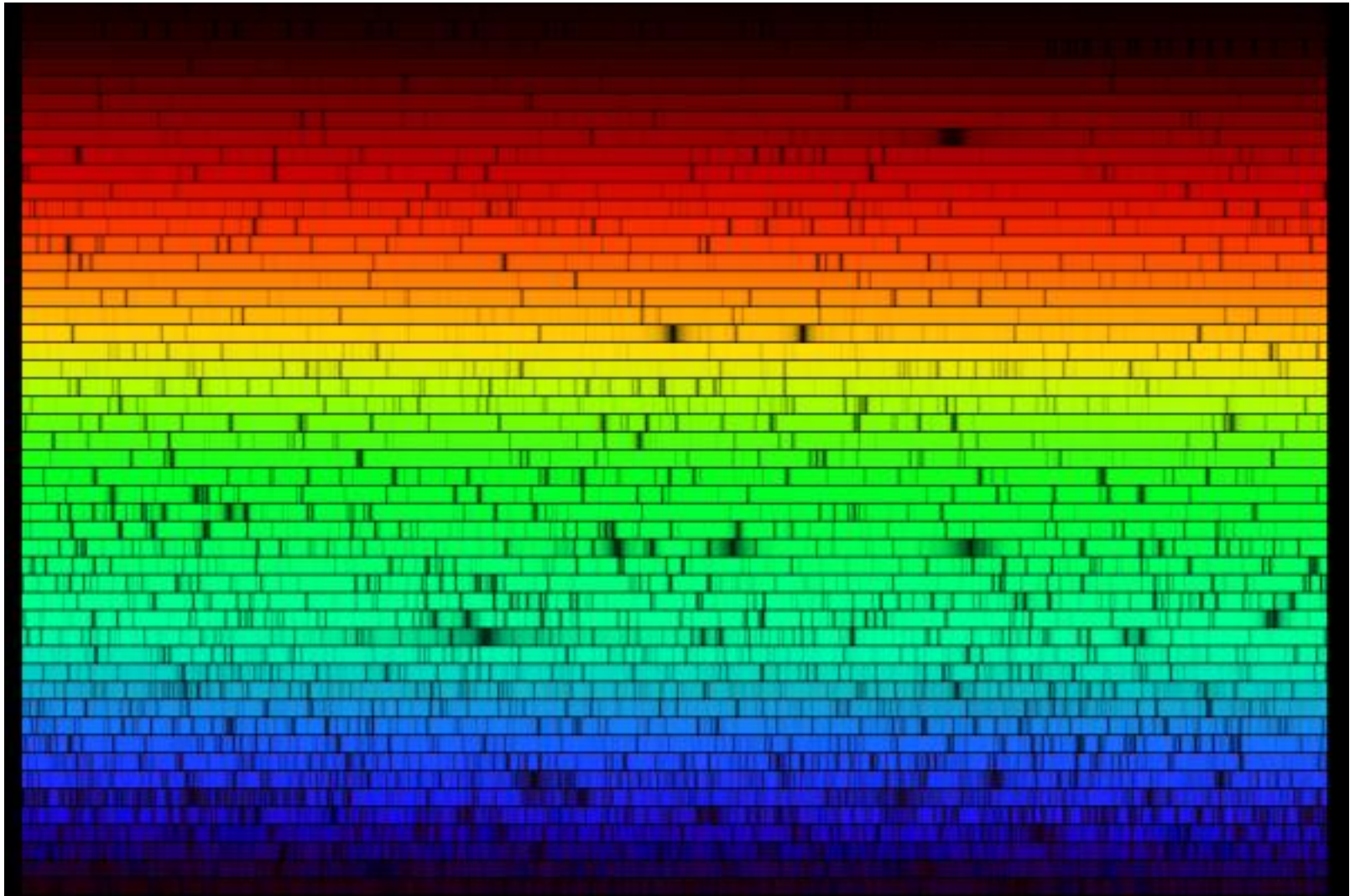
Como obter essas respostas? Pela espectroscopia!

(ou, em outras palavras como demonstrar que Blaise Pascal estava errado?)



A decomposição da luz em suas cores dá ao astrônomo a possibilidade de estudar distintas propriedades dos corpos celestes tais como composição química e velocidade em relação a nós

Exemplo de um espectro com linhas de absorção: a luz do Sol decomposta por um espectrógrafo



Exemplo de um espectro com linhas de emissão: a coroa solar

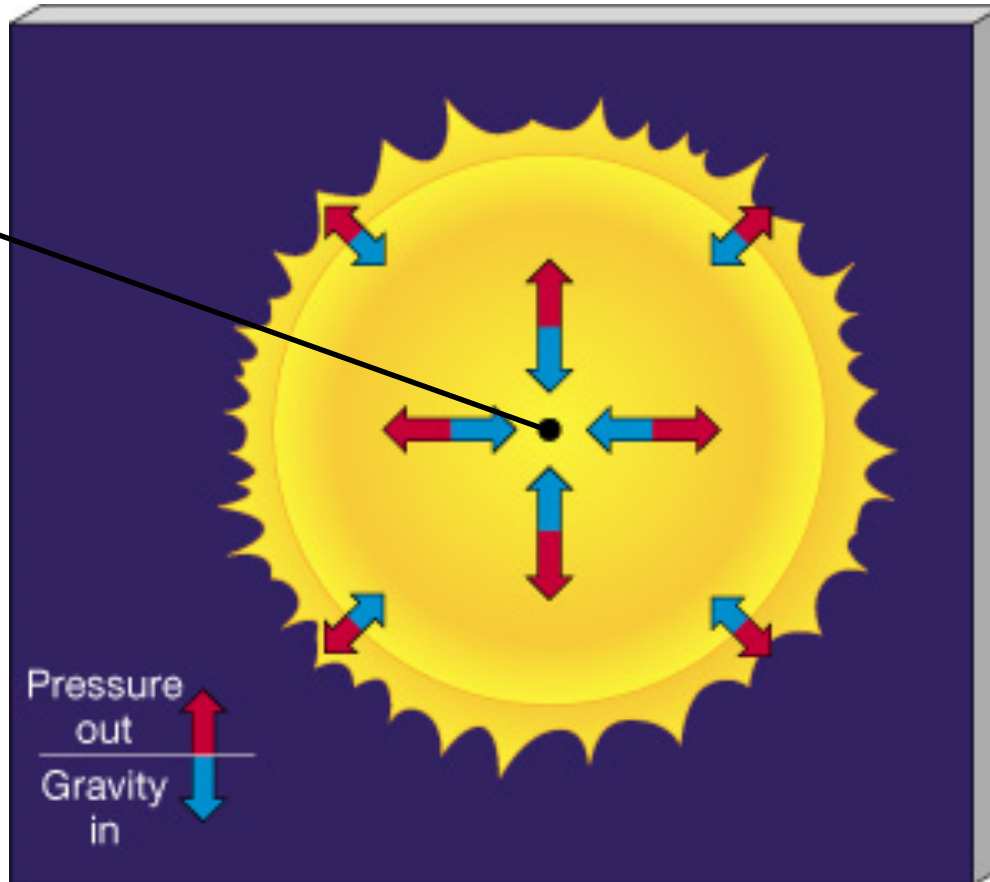


He
↓

Descoberto por Joseph
Lockyer em 1868

Como funcionam as estrelas?

Fusão termonuclear
de hidrogênio



Num estado estacionário de “queima” de material nuclear, o equilíbrio Pressão de Radiação X Gravidade em toda a estrutura interna garante a estabilidade da estrutura

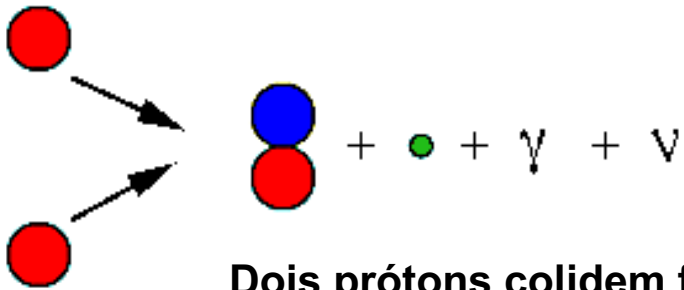
Mas atenção!

É nos núcleos estelares que as coisas acontecem!

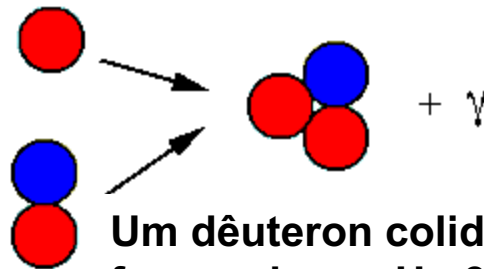
Um exemplo: o núcleo do Sol

- Cerca de 25% do raio → 1.5% do volume
- Temperatura: 1.57×10^7 K
- Densidade: 162 g/cm^3
- Pressão: 265 Gbar (2.615×10^{11} atm)
- É onde ocorre a produção de energia e a síntese dos elementos químicos
- No Sol, 600 milhões de toneladas de hélio são produzidas a cada segundo como subproduto dos $3,828 \times 10^{26}$ J de energia produzida
- Dessa energia, chegam na Terra 1361 W/m^2 (constante solar)

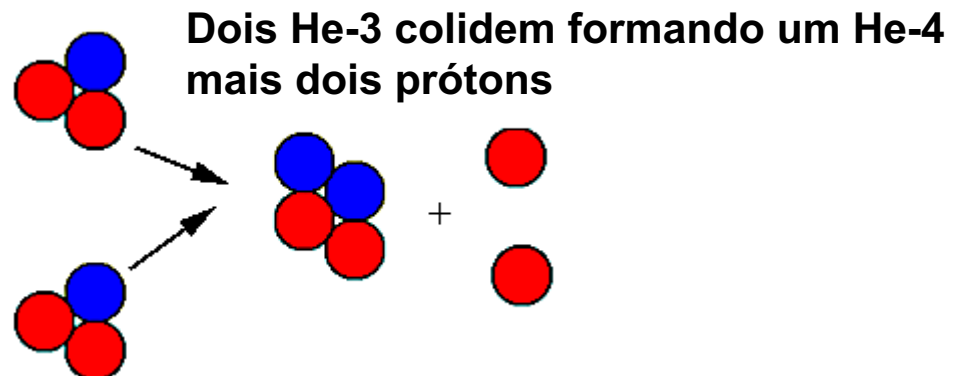
A fusão do H: o ciclo próton - próton



Dois prótons colidem formando um dêuteron e emitem um pósitron, um raio gama e um neutrino

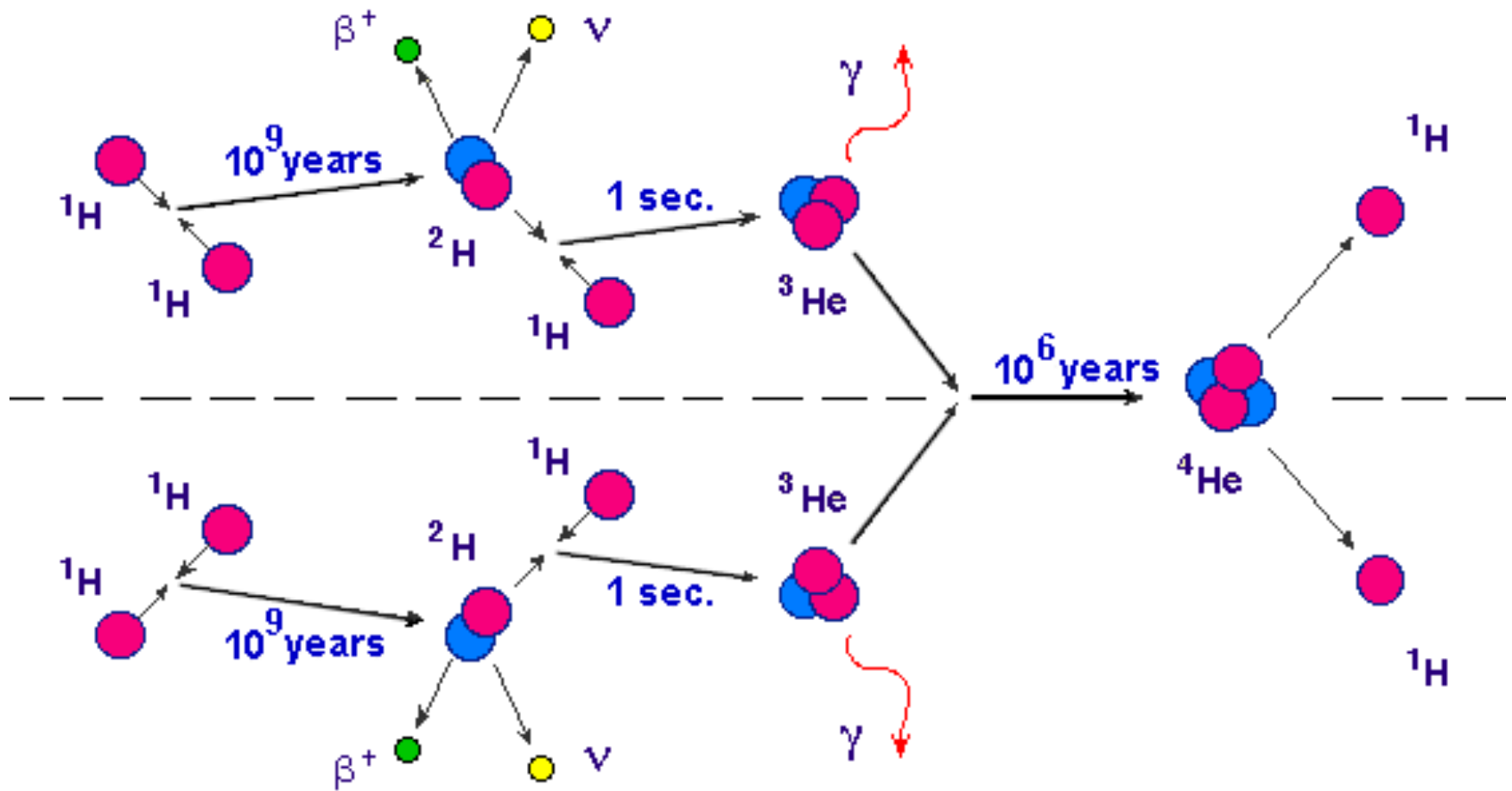


Um dêuteron colide com um próton formando um He-3 e emitindo um raio gama



Dois He-3 colidem formando um He-4 mais dois prótons

Esquemáticamente:



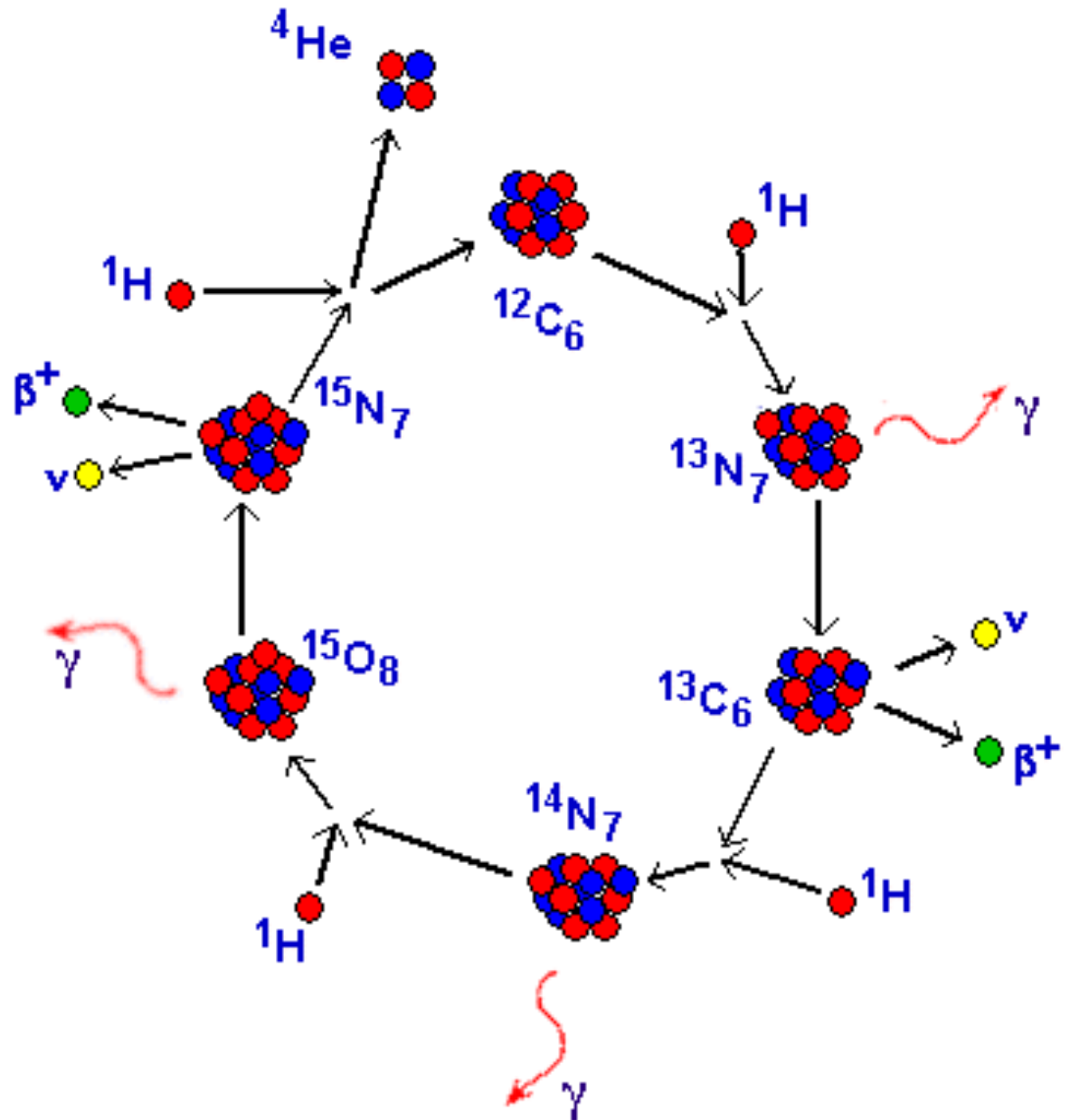
Qual o balanço energético desta reação?

- H^1 : 1.007852 \Rightarrow $4 H^1 = 4.031408$
- He^4 : 4.002603
 - \rightarrow diferença: 0.028805 (0.7 % da massa)
 - \rightarrow usando $E=mc^2 \Rightarrow 26.73$ MeV
- O caso do Sol:
 - \rightarrow Luminosidade: 4×10^{33} erg/s
 - \rightarrow Massa total: 2×10^{33} g $\Rightarrow 1.8 \times 10^{54}$ ergs
 - \rightarrow Assumindo conversão de 0.7 % da massa: 1.52×10^{52} ergs
 - \rightarrow Tempo de vida: $= \frac{1.52 \times 10^{52}}{4 \times 10^{33}} = 3 \times 10^{18} s = 10^{11}$ anos

Outra possibilidade: o ciclo CNO

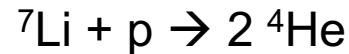


Ocorre em estrelas
mais massivas, cujo
núcleo é mais quente.
É mais eficiente que o
ciclo p-p para estrelas
com mais de 1.4 Msol



Lítio, Berílio e Boro (LiBeB) : um caso particular

Estes elementos são **destruídos** nos interiores estelares por captura de prótons:



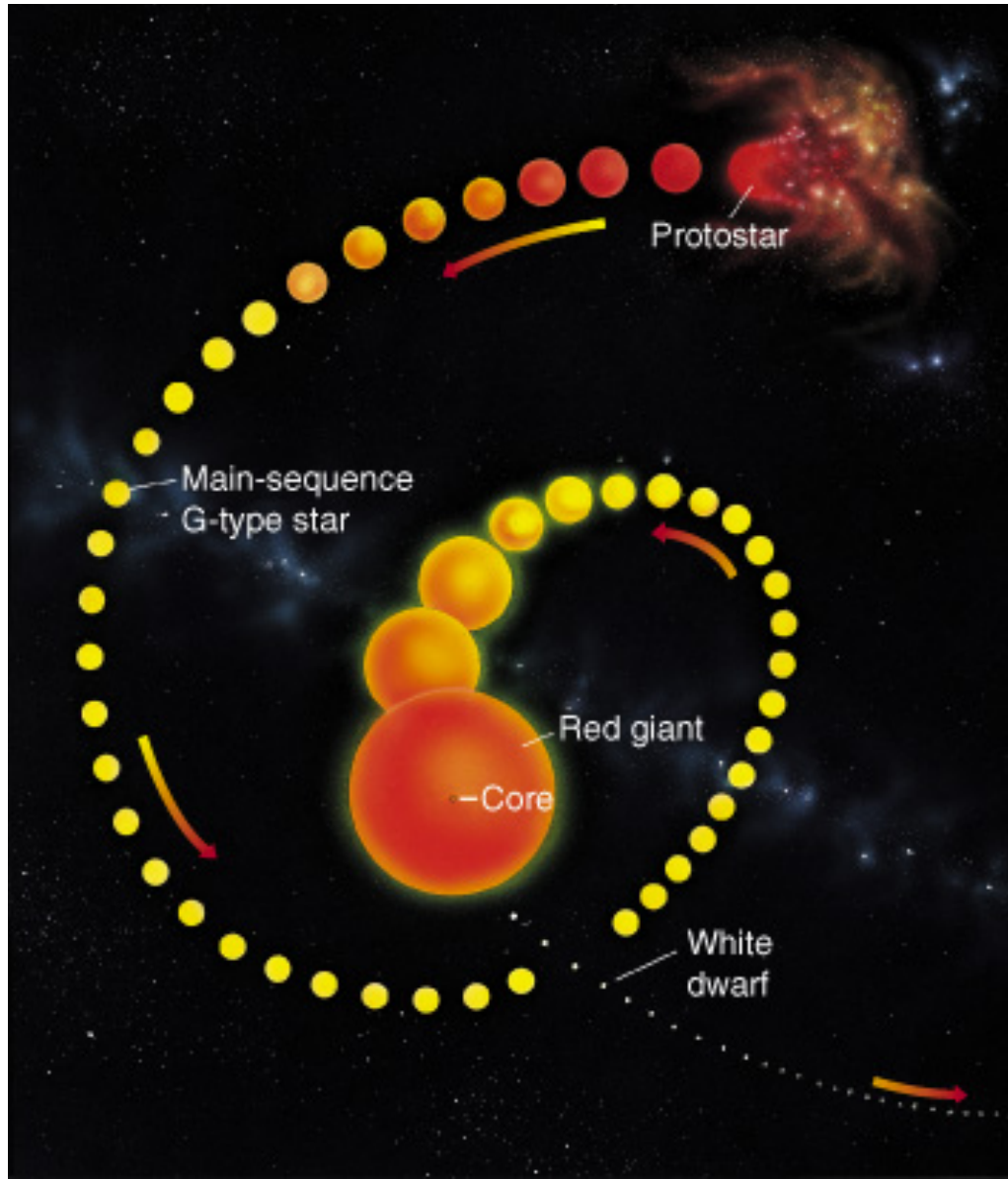
Origem: processos de **espalação** ocorridos no meio interestelar:

É a fragmentação de núcleos pesados que compõem os raios cósmicos pelas colisões com átomos do gás interestelar ou, inversamente, a fragmentação de átomos pesados interestelares pelas colisões com raios cósmicos leves

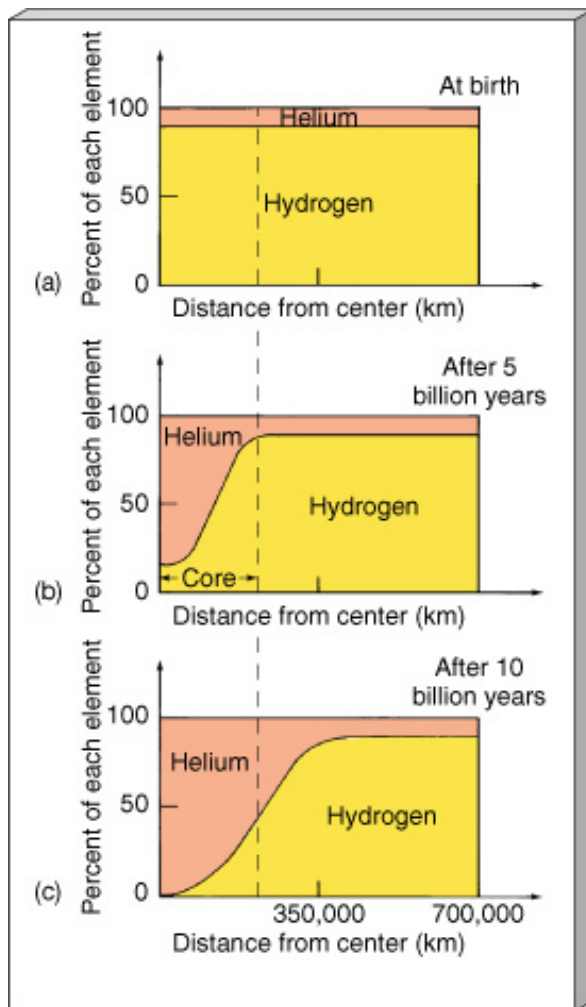
Obs: “raios cósmicos” são *matéria* e não *radiação*!

Estes elementos são 10^5 a 10^6 vezes menos abundantes que outros de massas atômicas próximas como C, N, O

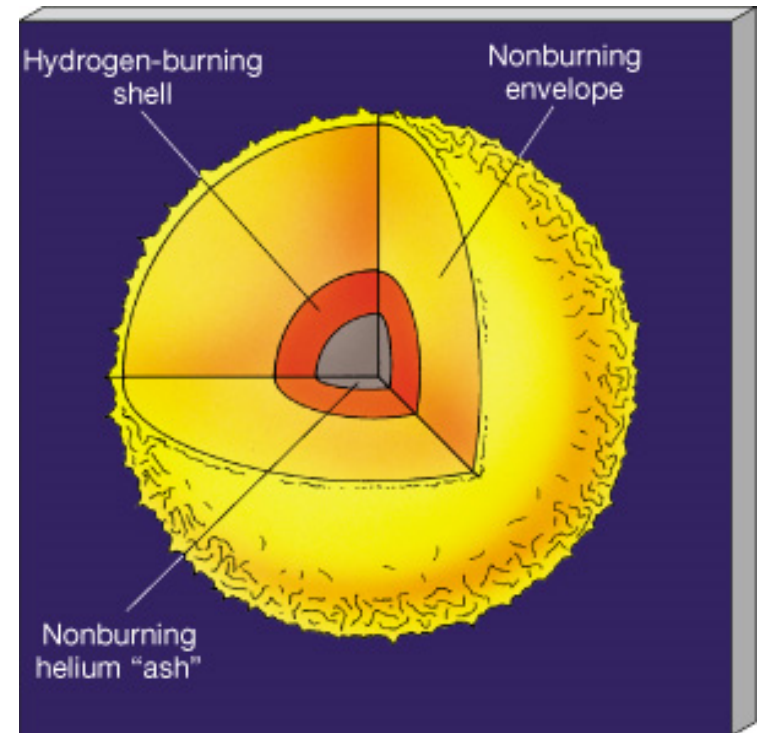
A evolução de uma estrela como o Sol



O ciclo evolutivo de uma estrela

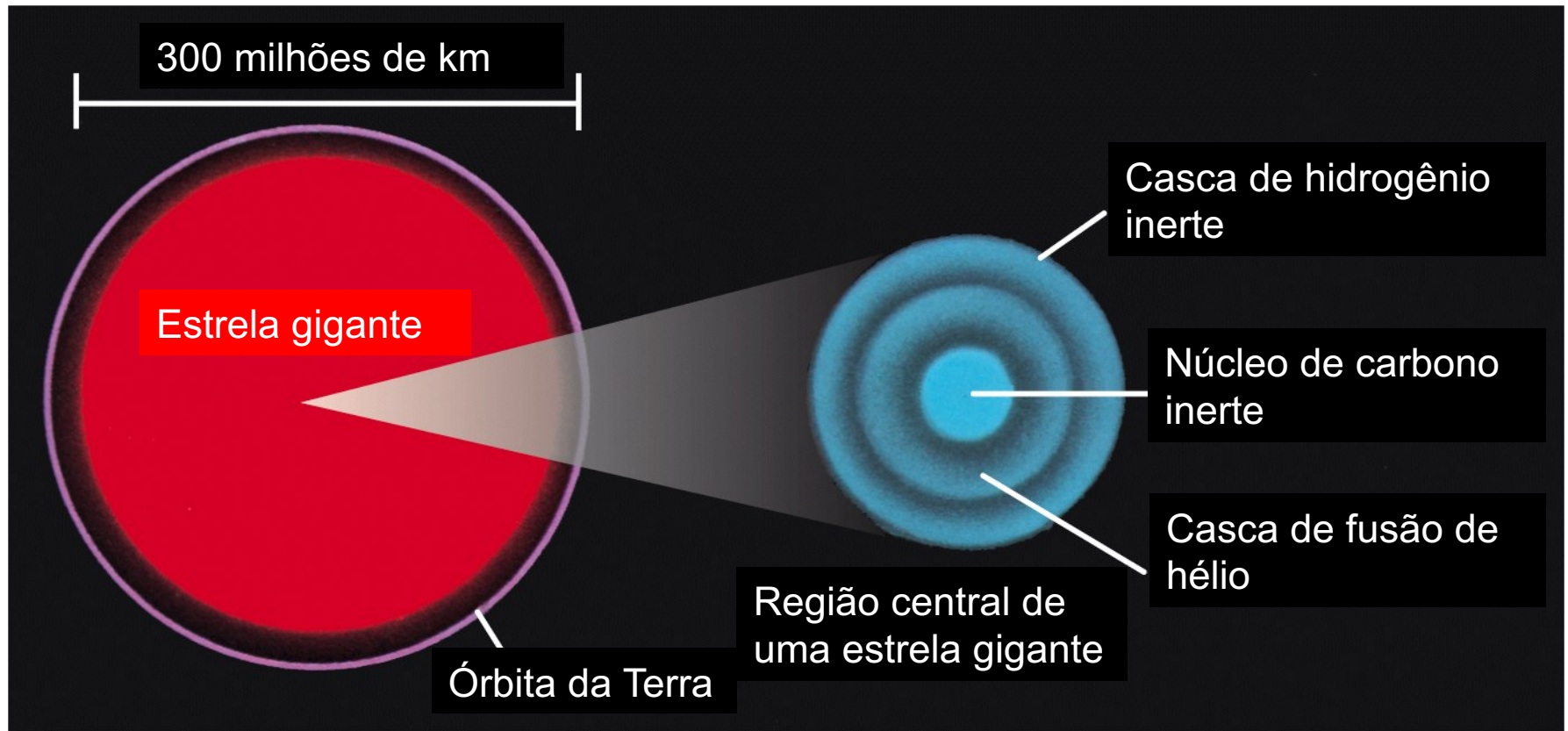


A evolução da abundância de He num núcleo estelar

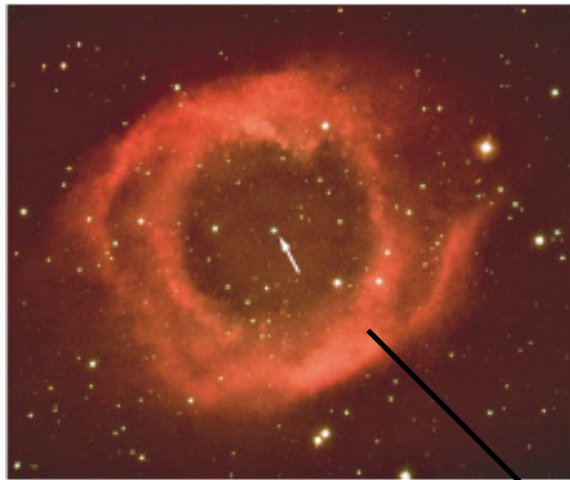


O interior da estrela ao final de seu ciclo evolutivo

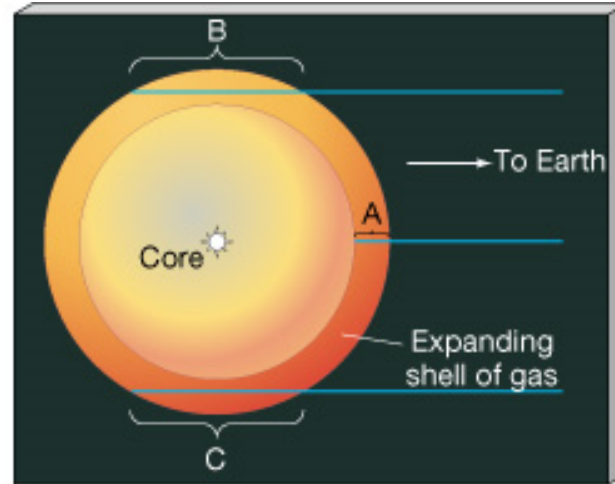
Os estágios avançados de evolução estelar: uma estrela gigante



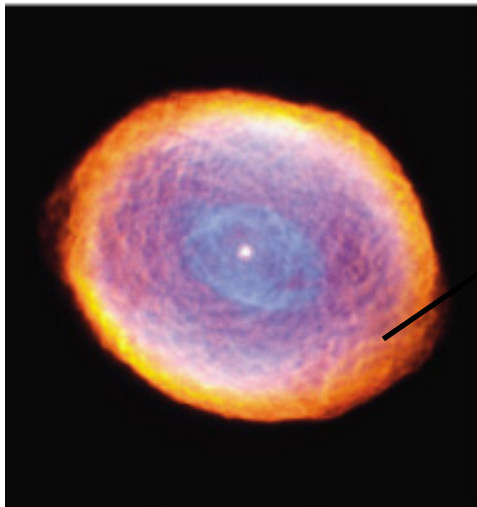
O final de uma estrela de baixa massa como o Sol



(a)



(b)

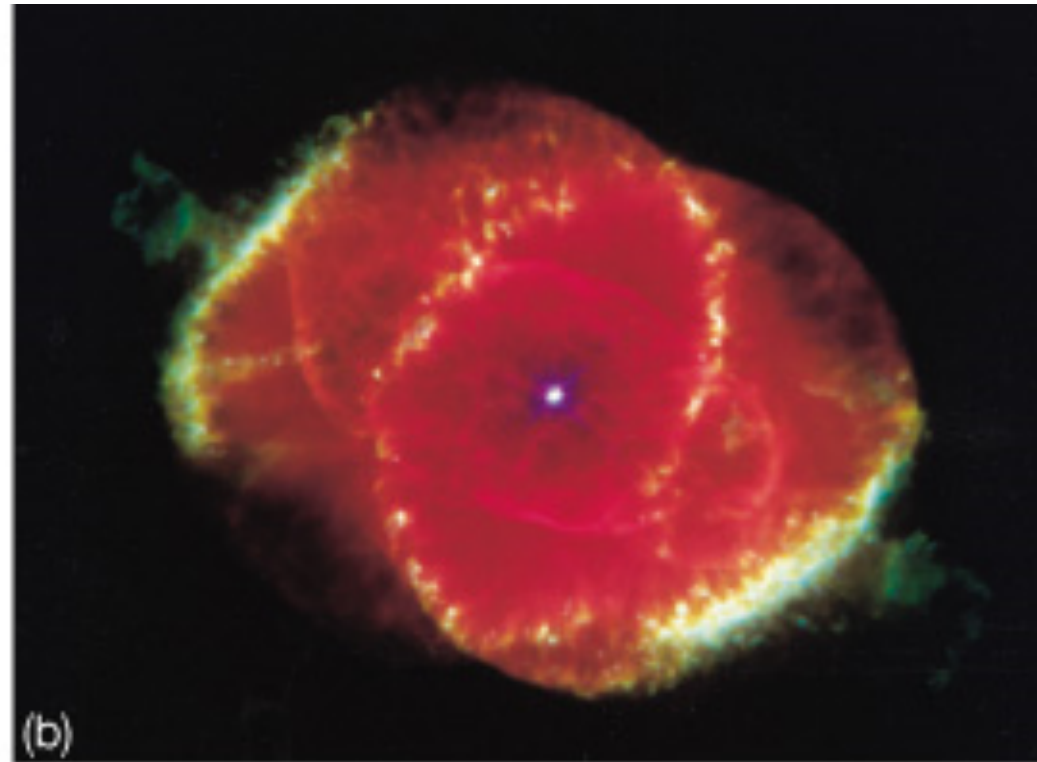
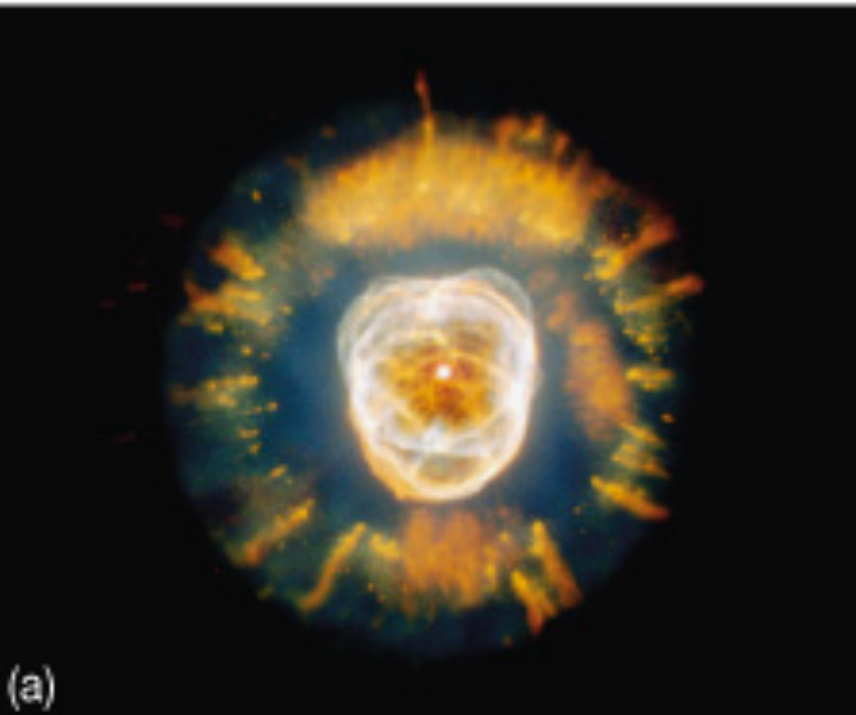


(c)



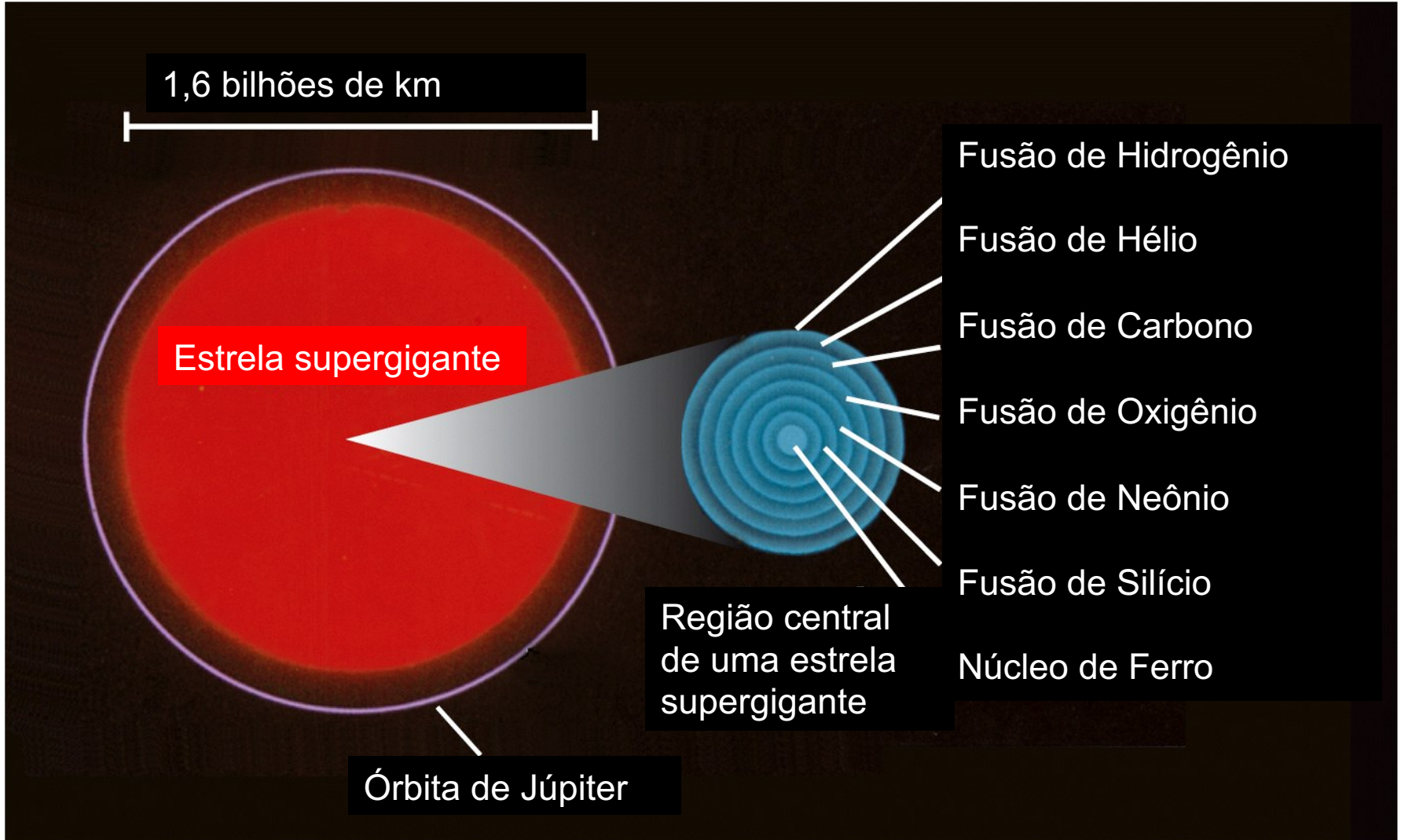
Nebulosa planetária

Nebulosas planetárias



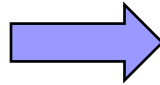
Através da ejeção das nebulosas planetárias, o material processado no interior das estrelas de massas intermediárias (0.8 a 8 Msol) é dispersado no meio interestelar, vindo a enriquecer futuras gerações de estrelas

Uma supergigante: a evolução das estrelas massivas



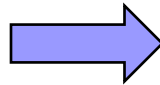
Esquemmatizando:

Fusão de H



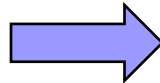
He

Fusão de He



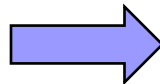
C, O

Fusão de C, O, Ne



$16 < A < 28$ (Oxigênio → Silício)

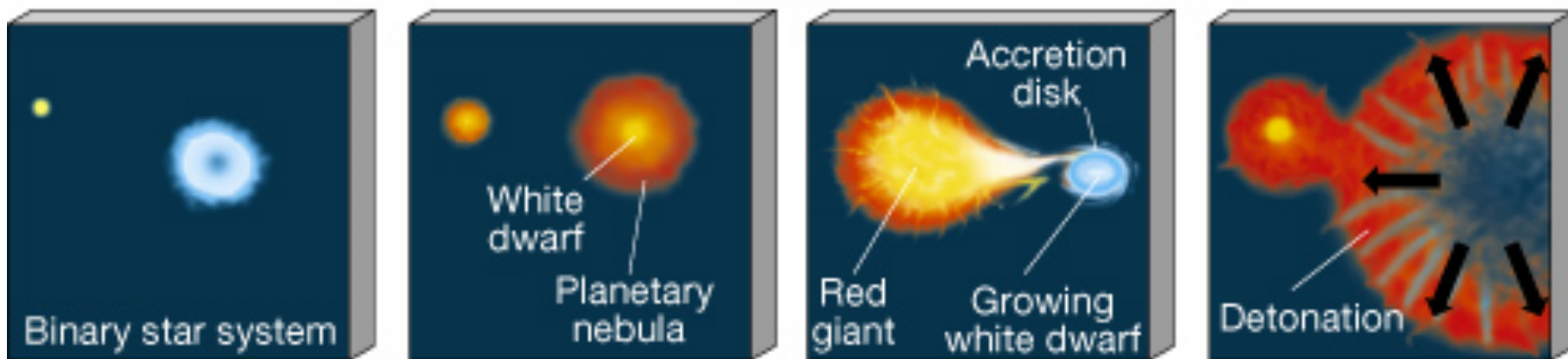
Fusão de Si



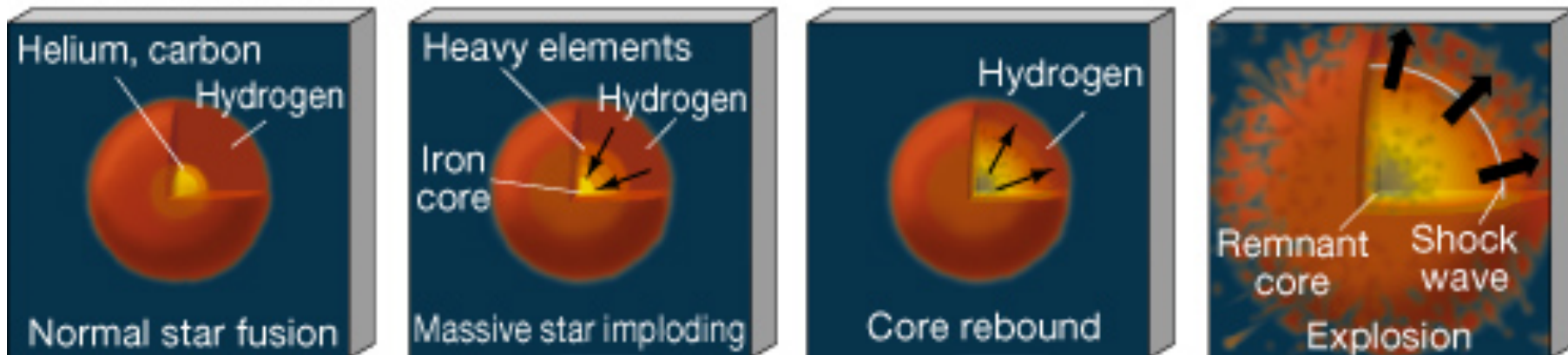
$28 < A < 60$ (Silício → Cobalto)

O final da vida de uma estrela massiva: As Supernovas e a síntese dos elementos mais pesados que o Fe

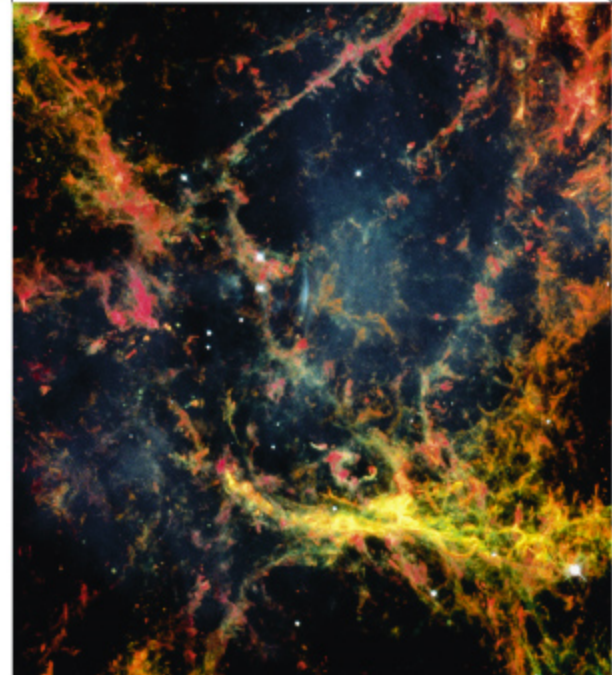
(a) Type I Supernova



(b) Type II Supernova



Nebulosa do Caranguejo: o remanescente da supernova que explodiu no ano de 1054, ejetando material quimicamente enriquecido para o meio interestelar

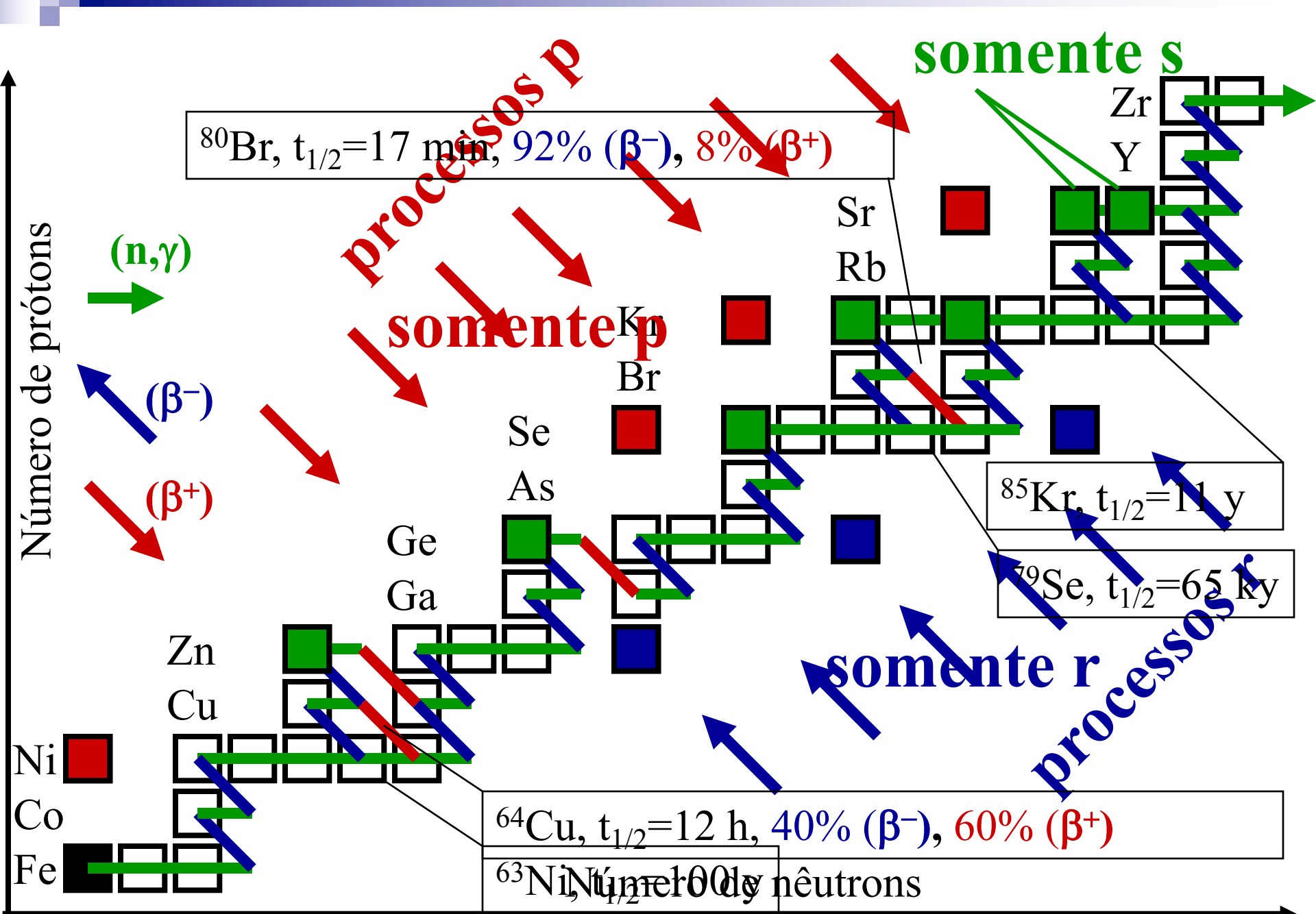


Fabricando os elementos além do Fe : a captura de nêutrons

O processo-s (nos núcleos das estrelas supermassivas):



... e assim sucessivamente, até o ${}^{209}\text{Bi}$. Elementos mais pesados não podem ser fabricados assim porque decaem no ${}^{209}\text{Bi}$ antes que outro nêutron seja capturado



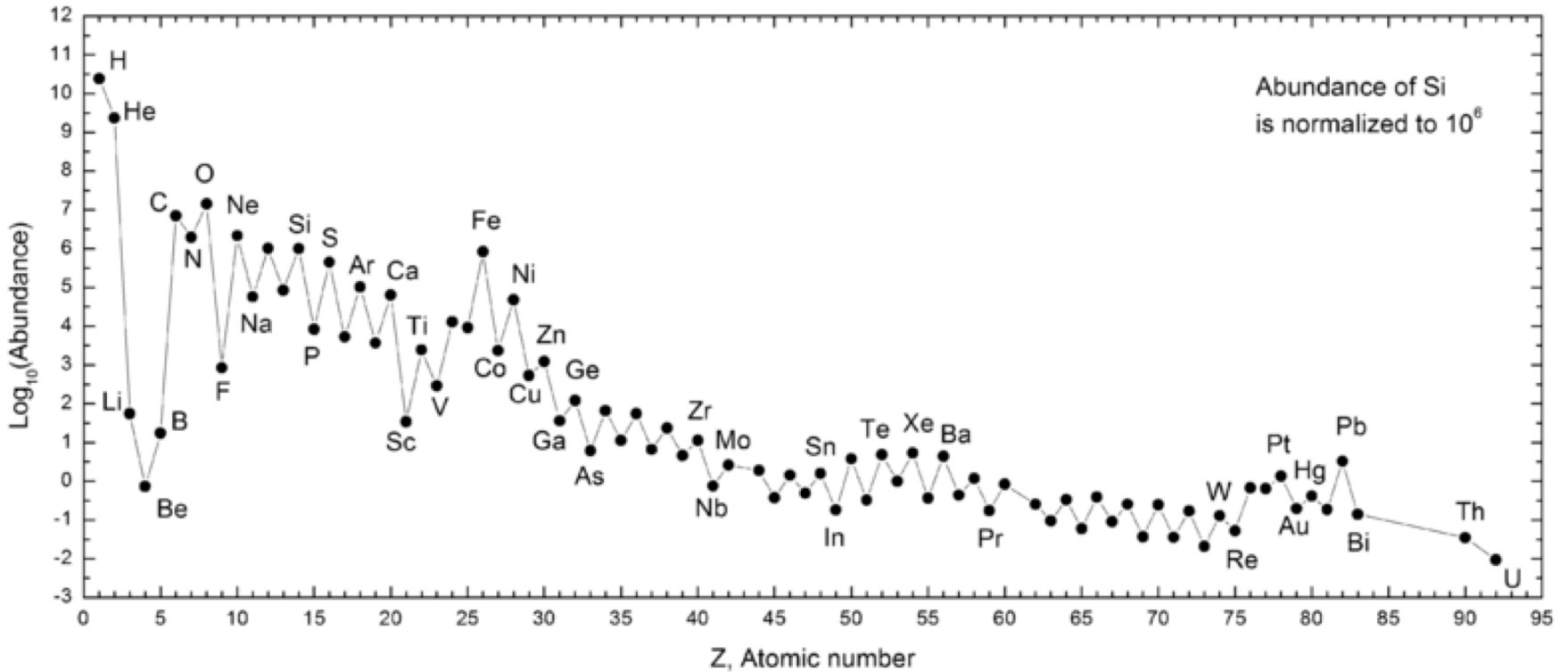
Como são fabricados os elementos mais massivos ?

O processo-r: captura rápida de nêutrons
(durante a explosão das supernovas):

Durante os 15 primeiros minutos da explosão de uma supernova (colapso do núcleo de uma estrela com massa inicial maior que 10 Msol) a quantidade de nêutrons livres é tão grande que permite a formação de configurações nucleares estáveis mais pesadas.

→ assim são formados os elementos mais massivos da Tabela Periódica

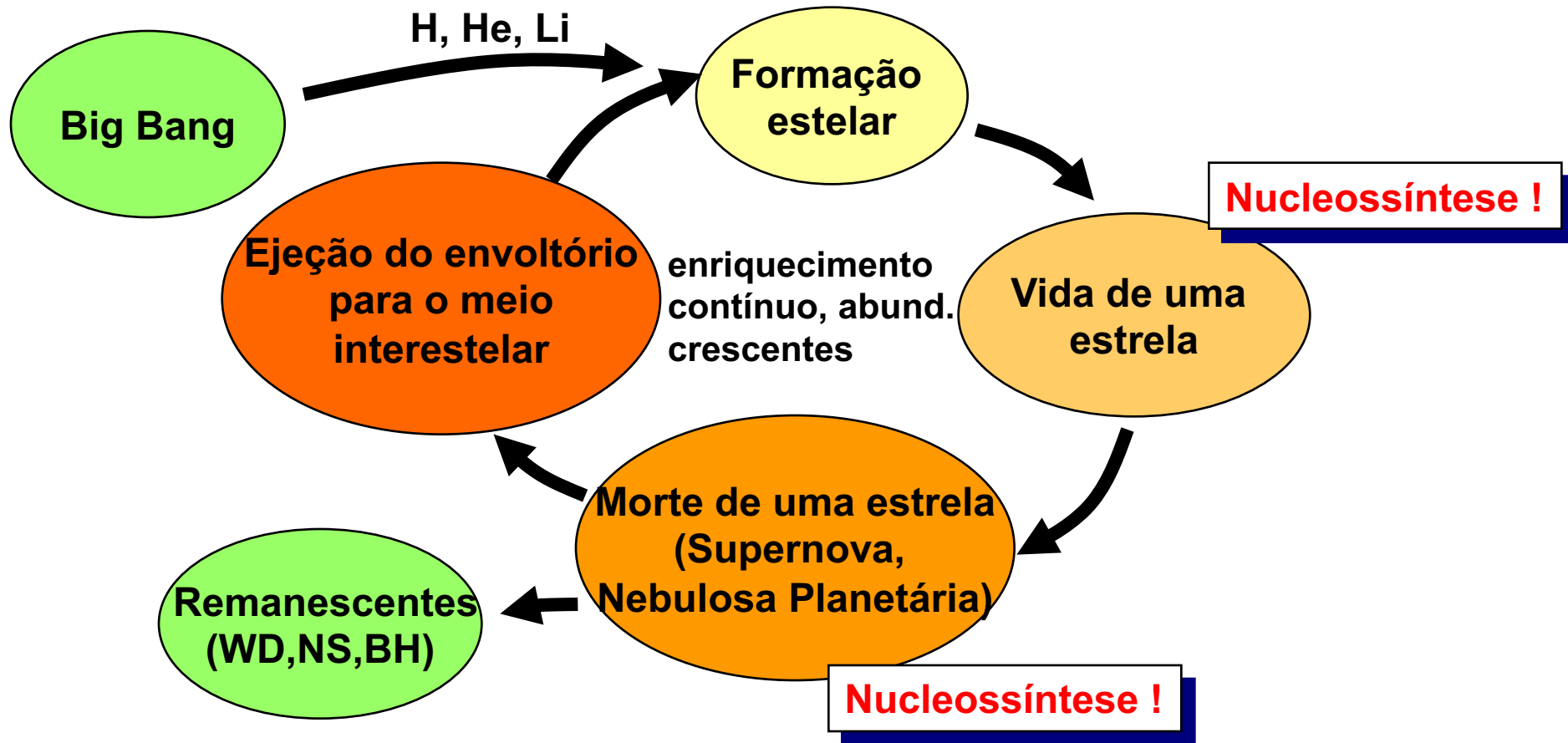
Abundâncias relativas dos elementos. Atenção: a escala vertical é logarítmica!



Como é a distribuição dos elementos mais abundantes em diferentes estruturas, em fração da massa total

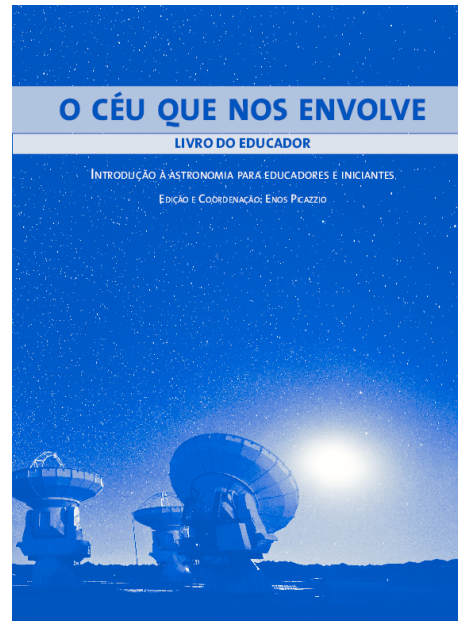
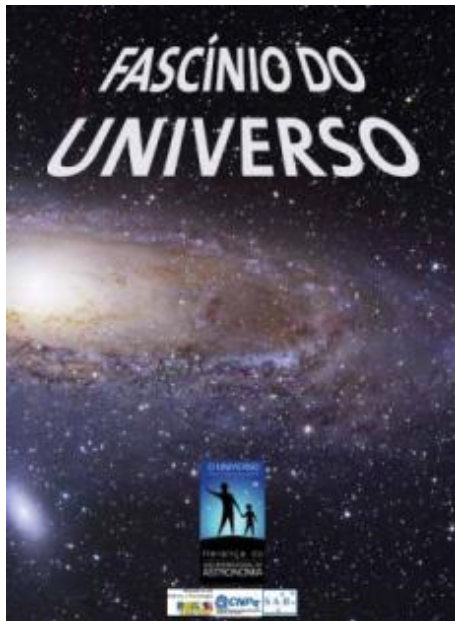
Ordem	Via Láctea		Sol		Terra		Corpo Humano	
	Elemento	Fração (%)	Elemento	Fração (%)	Elemento	Fração (%)	Elemento	Fração (%)
1º	H	73,9	H	70,6	Fe	31,9	O	65
2º	He	24,0	He	27,5	O	29,7	C	18
3º	O	1,04	O	0,59	Si	16,1	H	10
4º	C	0,46	C	0,30	Mg	15,4	N	3,0
5º	Ne	0,13	Ne	0,15	Ni	2,4	Ca	1,5
6º	Fe	0,11	Fe	0,12	S	1,9	P	1,2
7º	N	0,09	N	0,11	Ca	1,7	K	0,2
8º	Si	0,06	Si	0,06	Al	1,1	S	0,2
9º	Mg	0,06	Mg	0,05	Cr	0,6	Cl	0,2
10º	S	0,04	S	0,04	Mn	0,2	Na	0,1

Nucleossíntese é um ciclo contínuo e gradual



BH: Black Hole
NS: Neutron Star
WD: White Dwarf

Algumas sugestões de leitura



Onde achá-los: <http://www.iag.usp.br/astrologia/livros-e-apostilas>