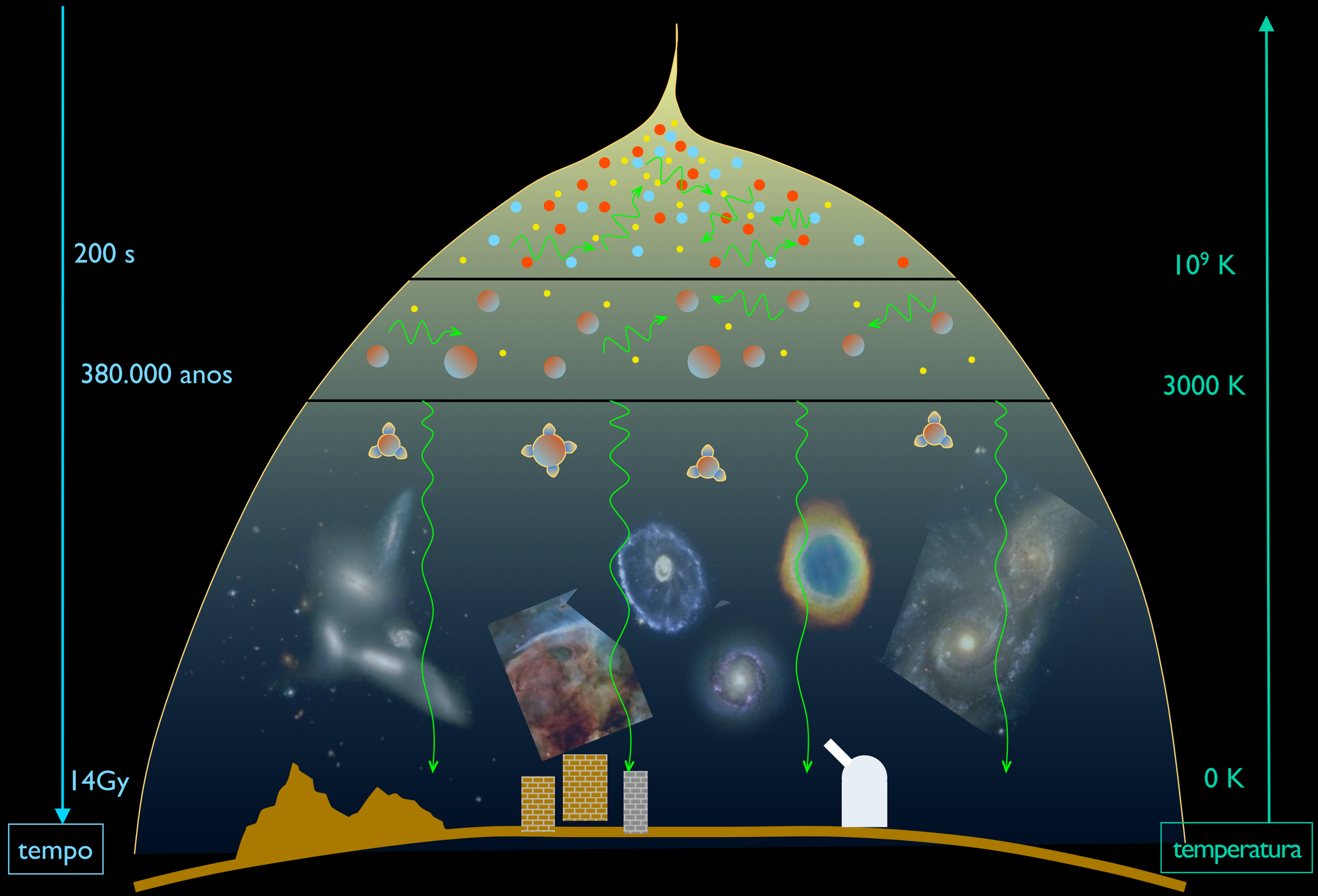
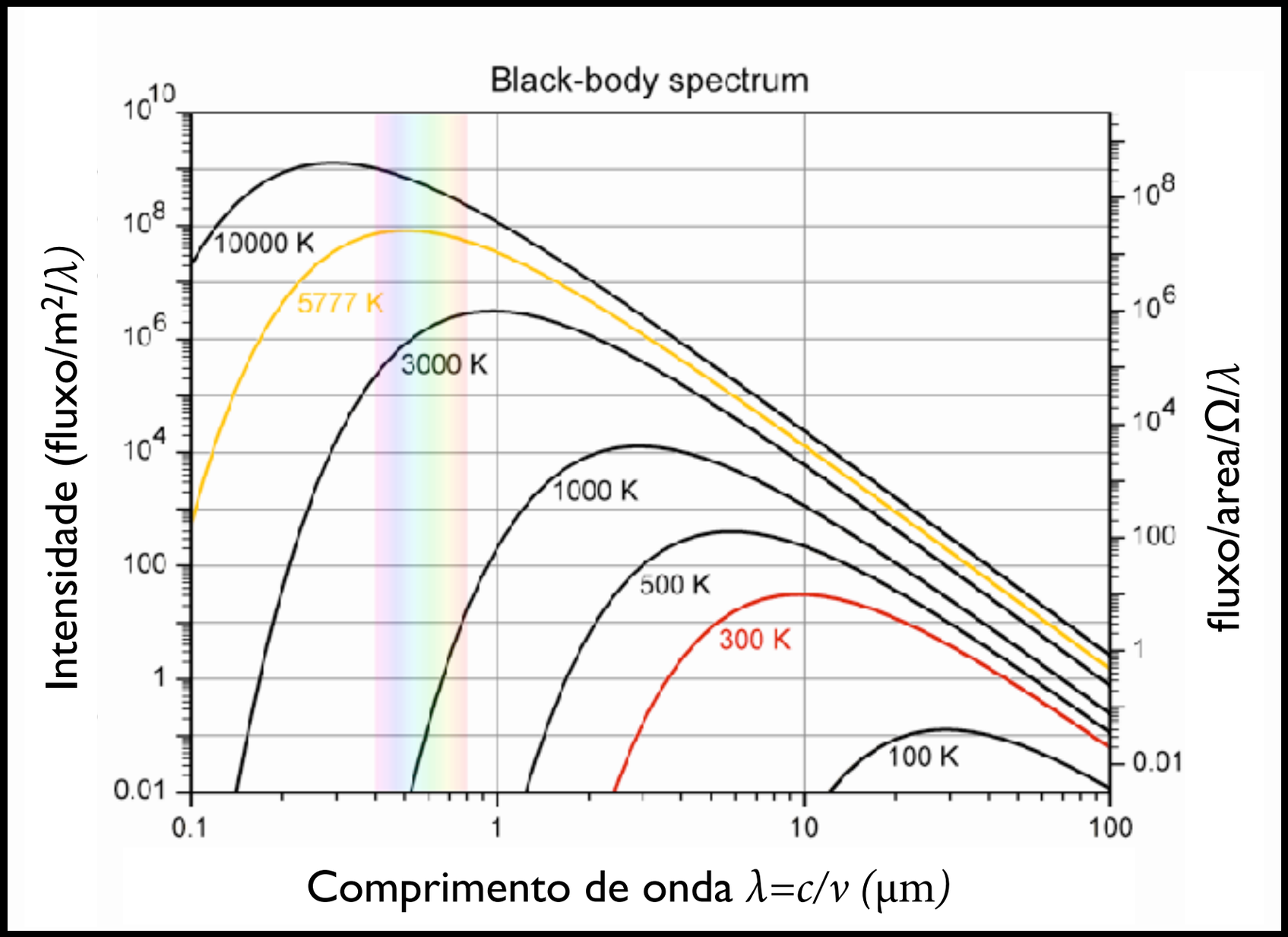
Brevíssima história térmica do universo



Equilíbrio termodinâmico:
Espectro de Corpo Negro de Planck



$$I(\nu;T) = \frac{8\pi h}{c^3}\frac{\nu^3}{e^{h\nu/k_BT}-1}$$

A **densidade de número de partículas, densidade de energia** e a **pressão** são:

$$n = \frac{1}{2\pi^2}\int dE\, E\, \frac{(E^2-m^2)^{1/2}}{e^{E/T}\pm 1} = \begin{cases} T \gg m & \text{BE} & \frac{\zeta(3)}{\pi^2}T^3 \\ T \gg m & \text{FD} & \frac{3}{4}\frac{\zeta(3)}{\pi^2}T^3 \\ T \ll m & \text{BE/FD} & \left(\frac{mT}{2\pi}\right)^{3/2} e^{-m/T} \end{cases}$$

Equil.!

->1/V

$$\rho = \frac{1}{2\pi^2}\int dE\, E^2\, \frac{(E^2-m^2)^{1/2}}{e^{E/T}\pm 1} = \begin{cases} T \gg m & \text{BE} & \frac{\pi^2}{30}T^4 \\ T \gg m & \text{FD} & \frac{7}{8}\frac{\pi^2}{30}T^4 \\ T \ll m & \text{BE/FD} & m\,n + \frac{3}{2}\,n\,T \end{cases}$$

$$P = \frac{1}{6\pi^2}\int dE\, \frac{(E^2-m^2)^{3/2}}{e^{E/T}\pm 1} = \begin{cases} T \gg m & \text{BE} & \frac{1}{3}\,\rho \\ T \gg m & \text{FD} & \frac{1}{3}\,\rho \\ T \ll m & \text{BE/FD} & n\,T \ll \rho \end{cases}$$

Densidade de energia da matéria relativística (radiação)

Vamos juntar **todos os tipos de partículas** que são **relativísticos** num dado instante — as partículas cujas **massas** são muito menores que suas **temperaturas de equilíbrio**.

Vamos também permitir que algumas dessas partículas estejam **fora de equilíbrio** com as outras partículas, de tal forma que as suas temperaturas sejam diferentes.

A densidade de energia total nos graus de liberdade relativísticos é, portanto:

$$\rho_r = \sum_i g_i \, T_i^4 \frac{1}{2\pi^2} \int_{m_i/T_i}^{\infty} dx \, x^2 \, \frac{\sqrt{x^2 - m_i^2/T_i^2}}{e^x \pm 1} = T^4 \sum_i g_i \, \frac{T_i^4}{T^4} \times \begin{cases} \frac{\pi^2}{30} & BE \\ \frac{7}{8}\frac{\pi^2}{30} & FD \end{cases}$$

Podemos definir a **densidade de energia total da radiação** em termos de um **número efetivo de graus de liberdade relativísticos**:

$$\rho_r = g_* \frac{\pi^2}{30} T^4 \qquad g_* = \sum_{i:\, BE} g_i \left(\frac{T_i}{T}\right) + \frac{7}{8} \sum_{j:\, FD} g_j \left(\frac{T_j}{T}\right)$$

Inventário dos graus de liberdade

Tipo	Estatística	g (# de g.l.)	massa
fotons	BE	2	-
neutrinos	FD	(3x2) x 2	< 1.2 eV
e^+, e^-	FD	(2) x 2	0.511 MeV
p^+, p^-	FD	(2) x 2	0.9383 GeV
n	FD	2	0.9396 GeV
...	...	...	...

$\tau_{1/2} = 881$ s

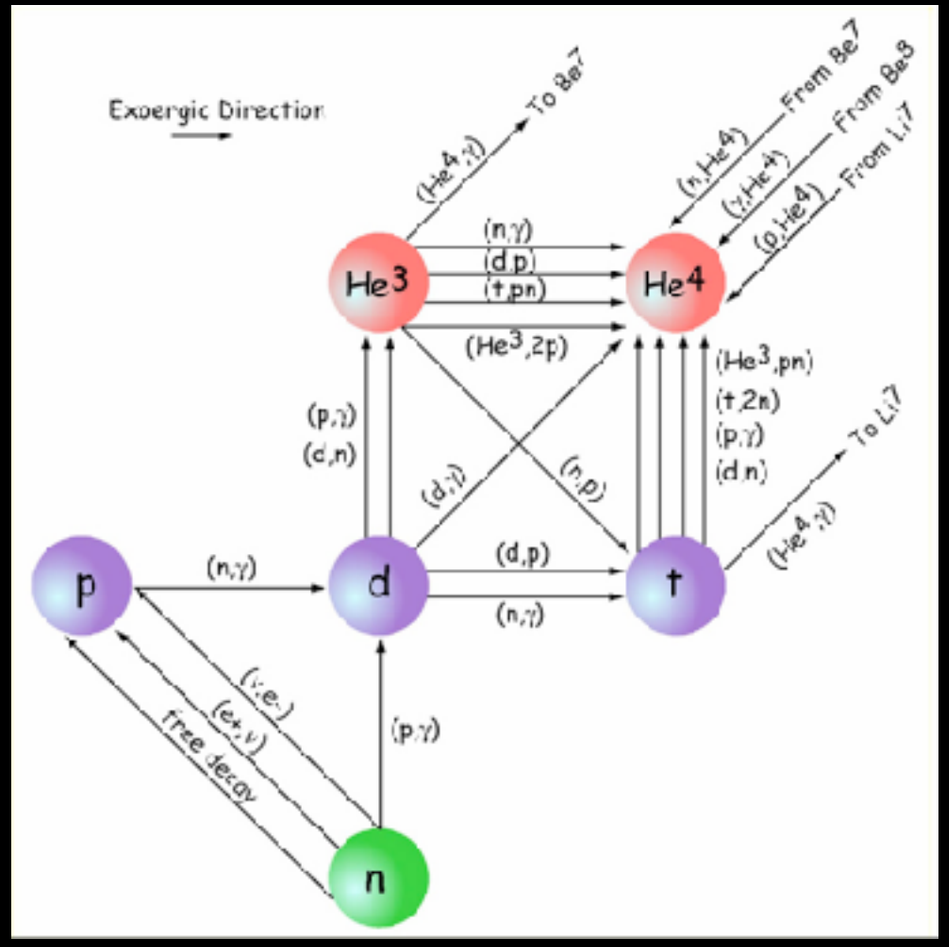
Nucleossíntese Primordial (Big Bang Nucleosynthesis/BBN)

Existe uma **pequena diferença** entre as massas dos protons e dos neutrons: $m_n = 939.57$ MeV , m_p=938.27 MeV -> $B = 1.3$ MeV ("energia de ligação", "binding energy") .

A temperaturas suficientemente altas (T >> 1.3 MeV), as duas partículas estão em **equilíbrio térmico**, o que significa que as suas abundâncias (e densidades) são iguais.

À medida que o universo expande e a **temperatura cai**, protons e neutrons podem começar a se juntar, formando os **primeiros núcleos atômicos**:

^{A}Z	B_A	g_A
^{2}H	2.22 MeV	3
^{3}H	6.92 MeV	2
^{3}He	7.72 MeV	2
^{4}He	28.3 MeV	1
...	...	...

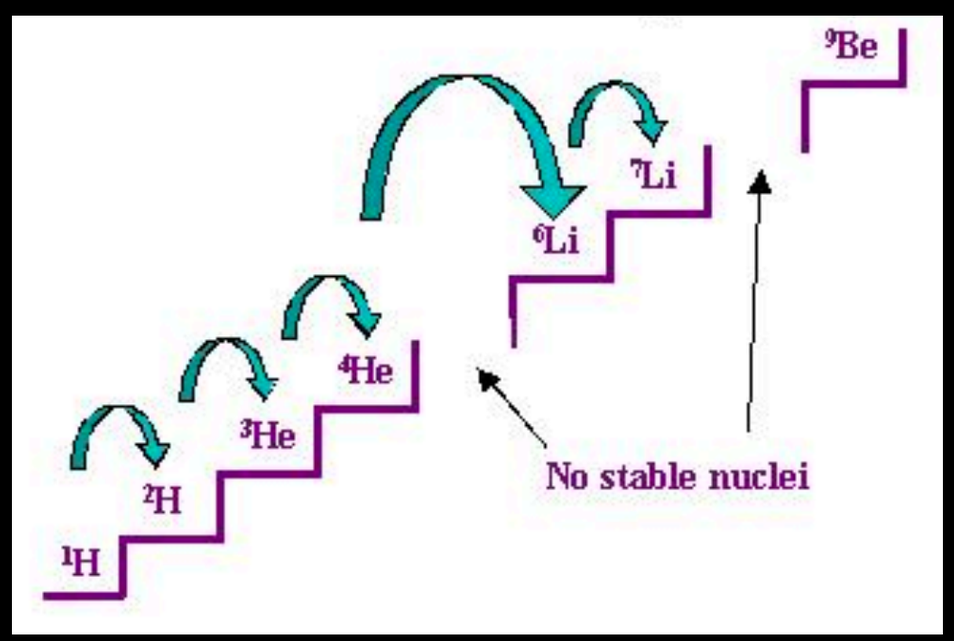


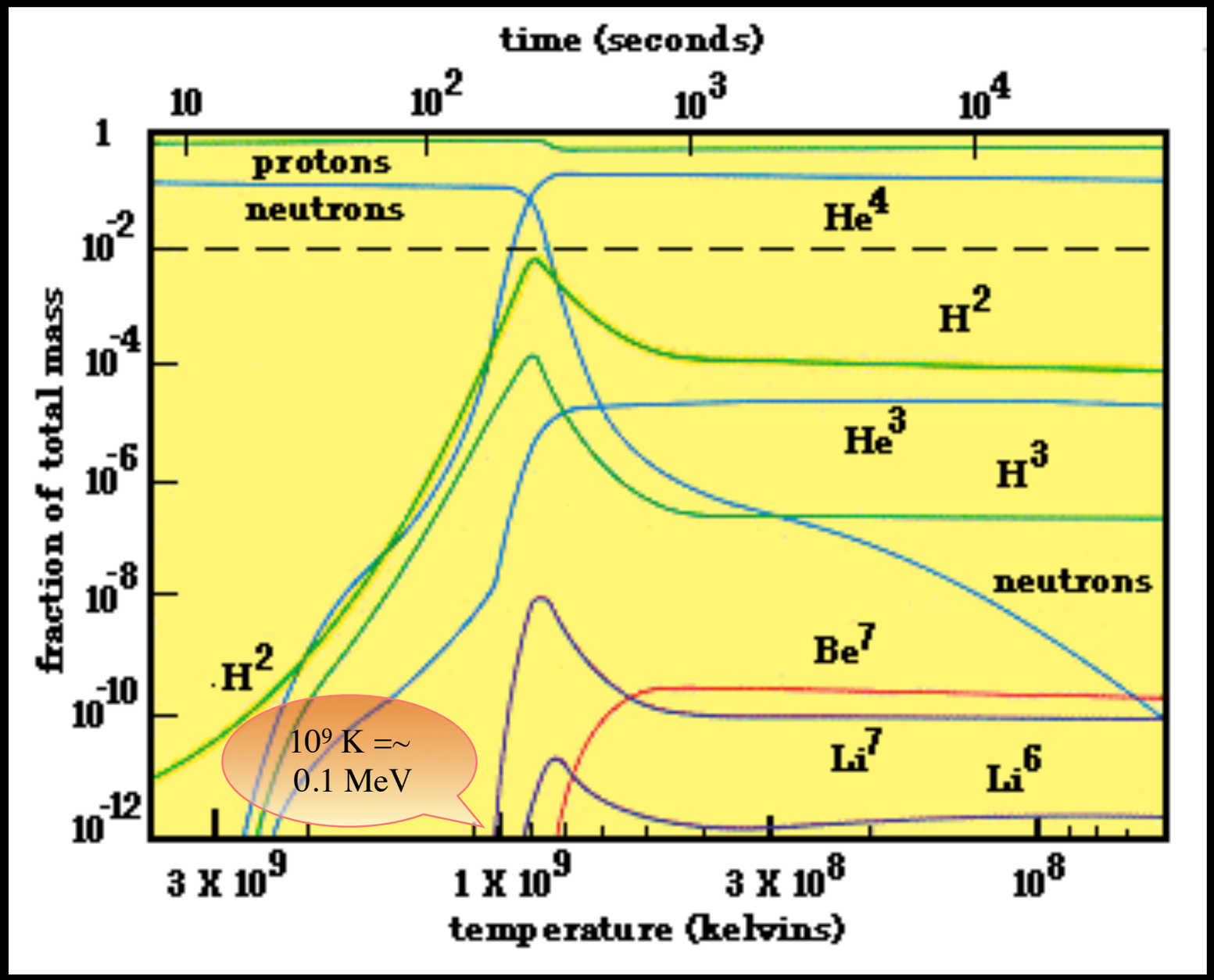
Portanto, à medida que a **temperatura** cai abaixo de ~ 10 MeV (num instante $t \sim 0.1$ s depois do Big Bang), uma **série de eventos** começa a acontecer:

1. Os núcleos leves (D, T, ^{3}He, ^{4}He, ...) começam a se formar, "comendo" os neutrons disponíveis;
2. Os neutrons que **não estão** nesses núcleos leves começam a **decair** em neutron $\rightarrow$ proton + eletron + (anti-)neutrino + γ (energia);
3. Quanto **mais fotons** (radiação) existir para cada barion, mais **fácil** é **reverter** essa reação (com p + $\gamma \rightarrow$ n + e$^+$ + ν), convertendo neutrons de volta para protons, e quebrando os núcleos leves; mas essa energia da radiação **decai**...
4. Com cada vez menos neutrons disponíveis, torna-se cada vez mais **difícil** formar novos núcleos de He, D, etc.;
5. Quando o universo atinge uma temperatura de aproximadamente 0.05 MeV ($t \sim 100$ s ~ 3 min) , praticamente todos os neutrons livres foram capturados pelos núcleos, ou decaíram em protons ($\tau_{1/2}$ = 881 s). A partir desse momento, as abundâncias dos núcleos leves permanecem constantes ("**Freeze-out**").

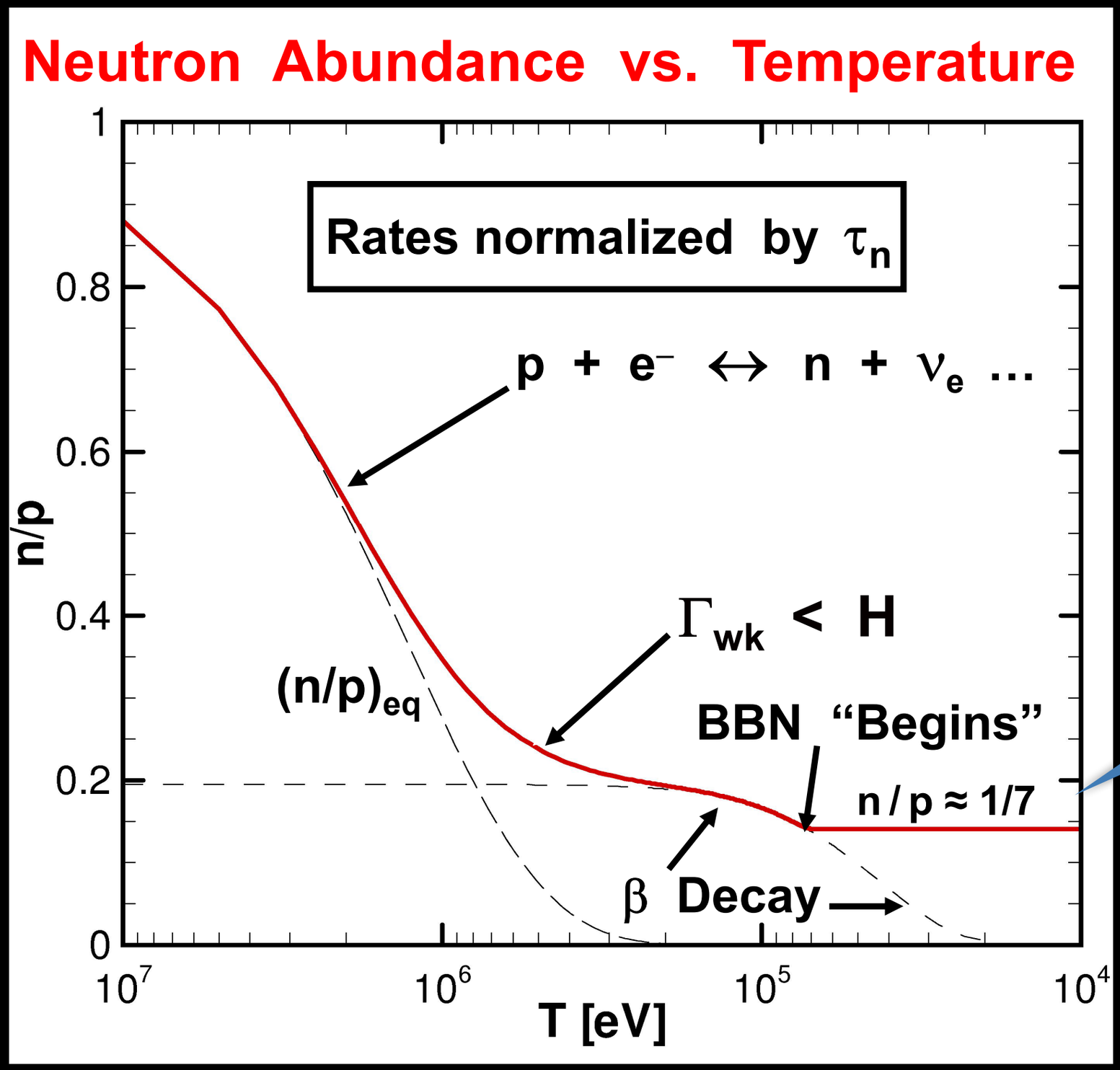
É claro que as coisas são **muito** mais complicadas do que isso!!!

[Veja, p. ex., o livro do Mukhanov, ou a revisão G. Steigman, 0712.1100;
Uma boa revisão é também dada por Tytler et al. (2000), veja o link:
http://ned.ipac.caltech.edu/level5/Tytler2/Tytler_contents.html]





Uma história um pouco mais completa (notas de aula de G. Steigman, 2014)

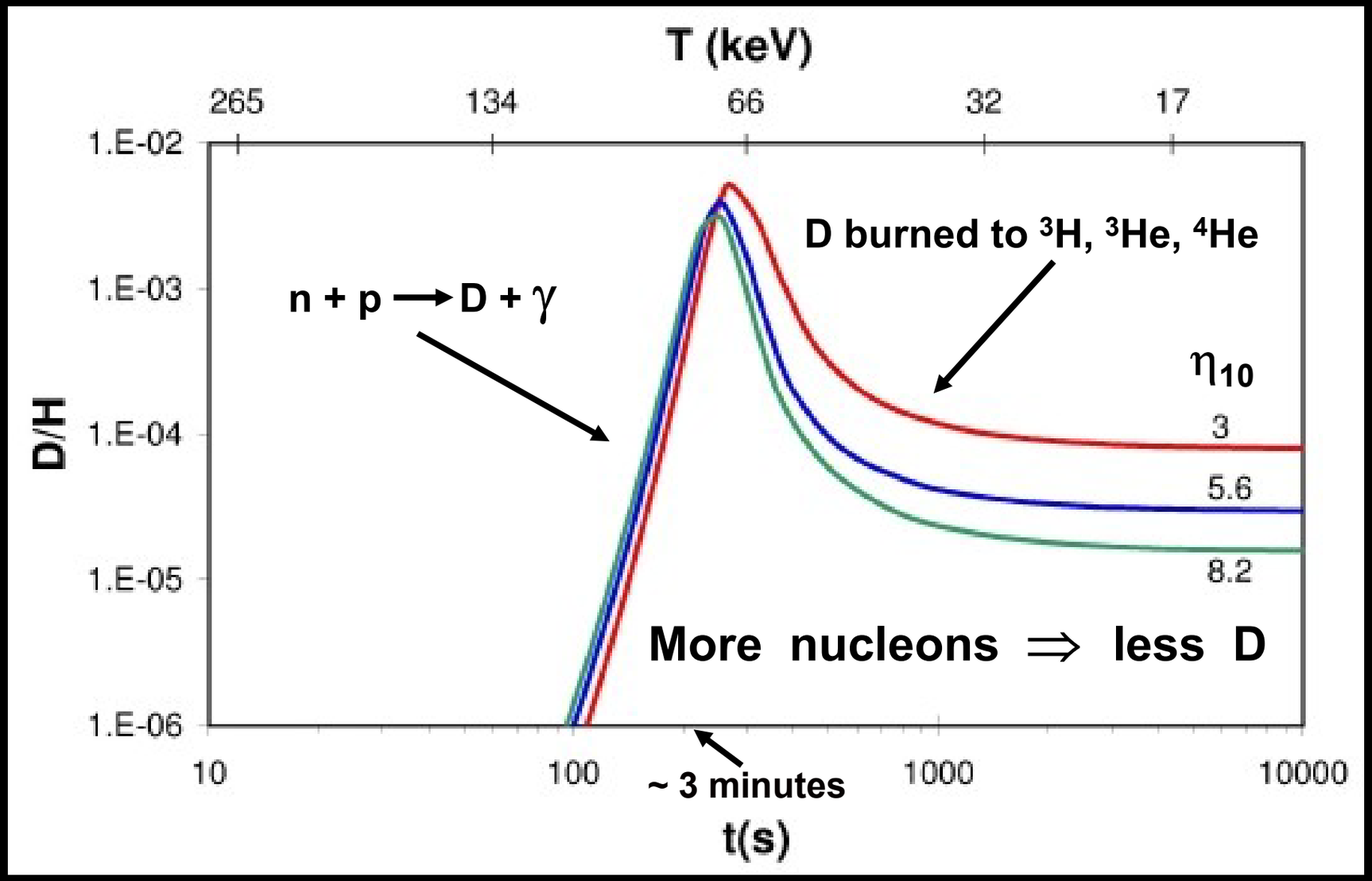


Aqui, **n** e **p** são as **densidades em números** de neutros e protons

n , **p** : **densidades em números** de neutros e protons

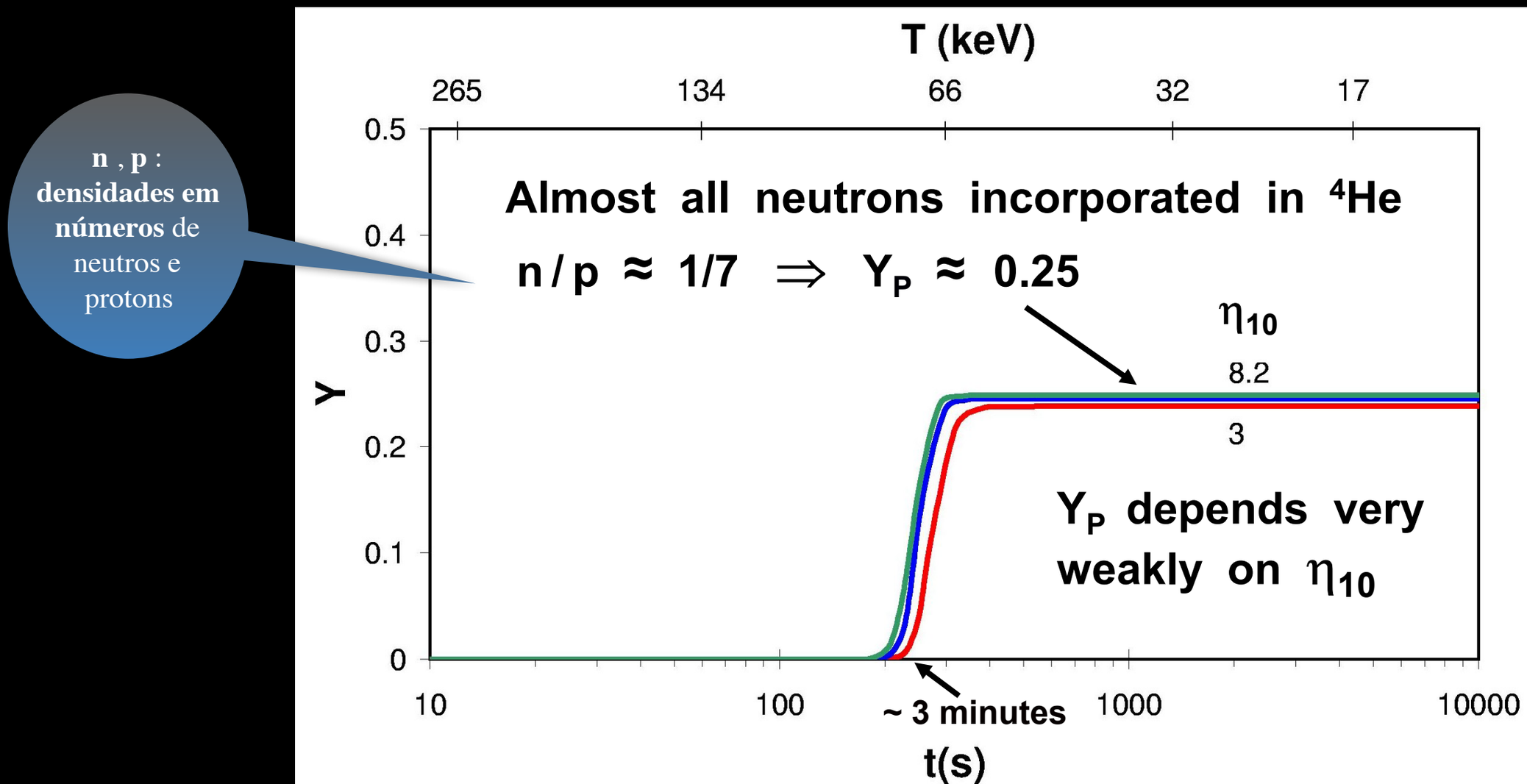
A quantidade de fotons também importa!

Evolução do deutério (D)



$$\eta_B = \frac{n_B}{n_\gamma} \quad , \quad \eta_{10} = 10^{10}\,\eta_B \simeq 274\,\Omega_B\,h^2$$

Evolução do He

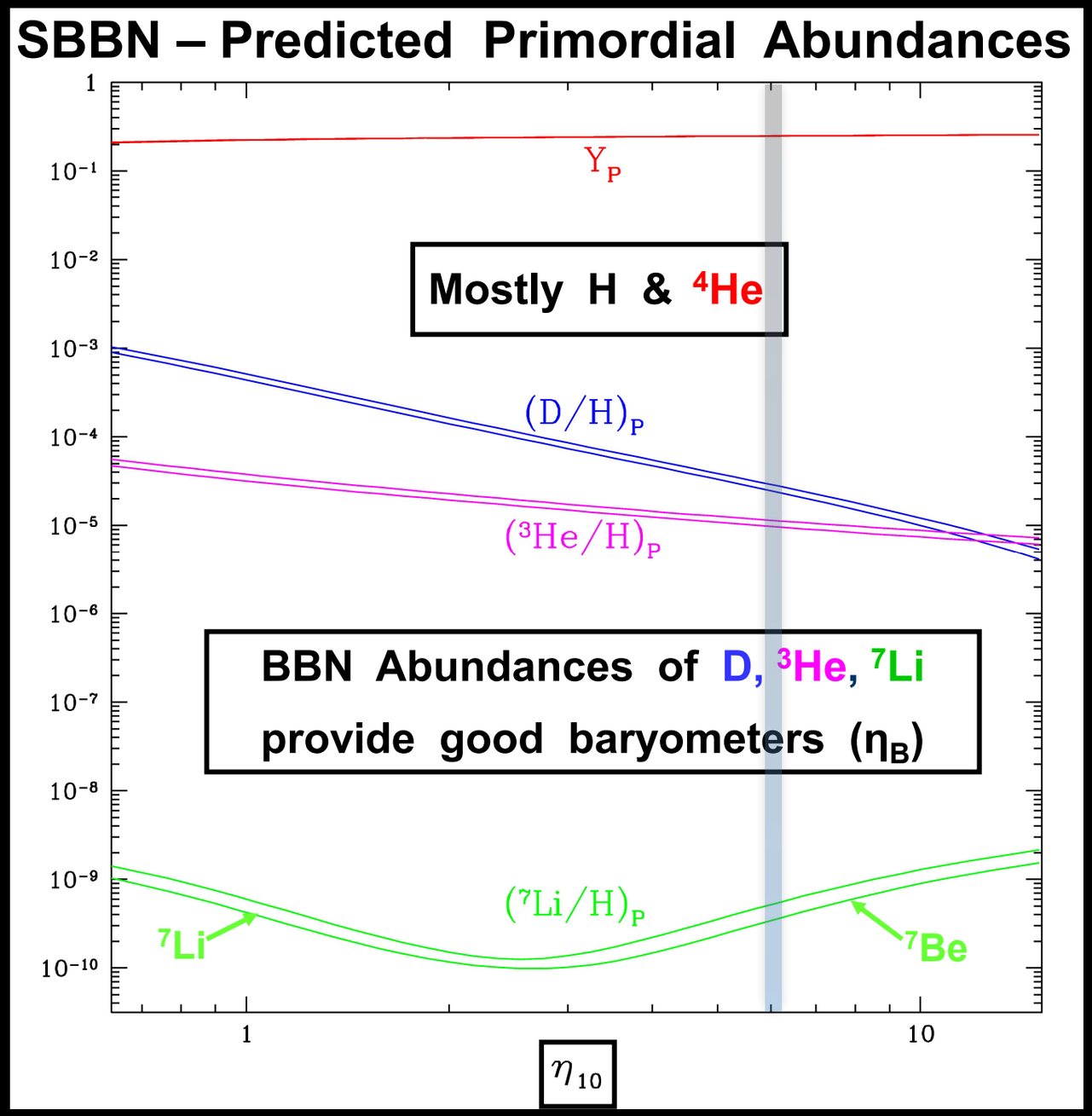


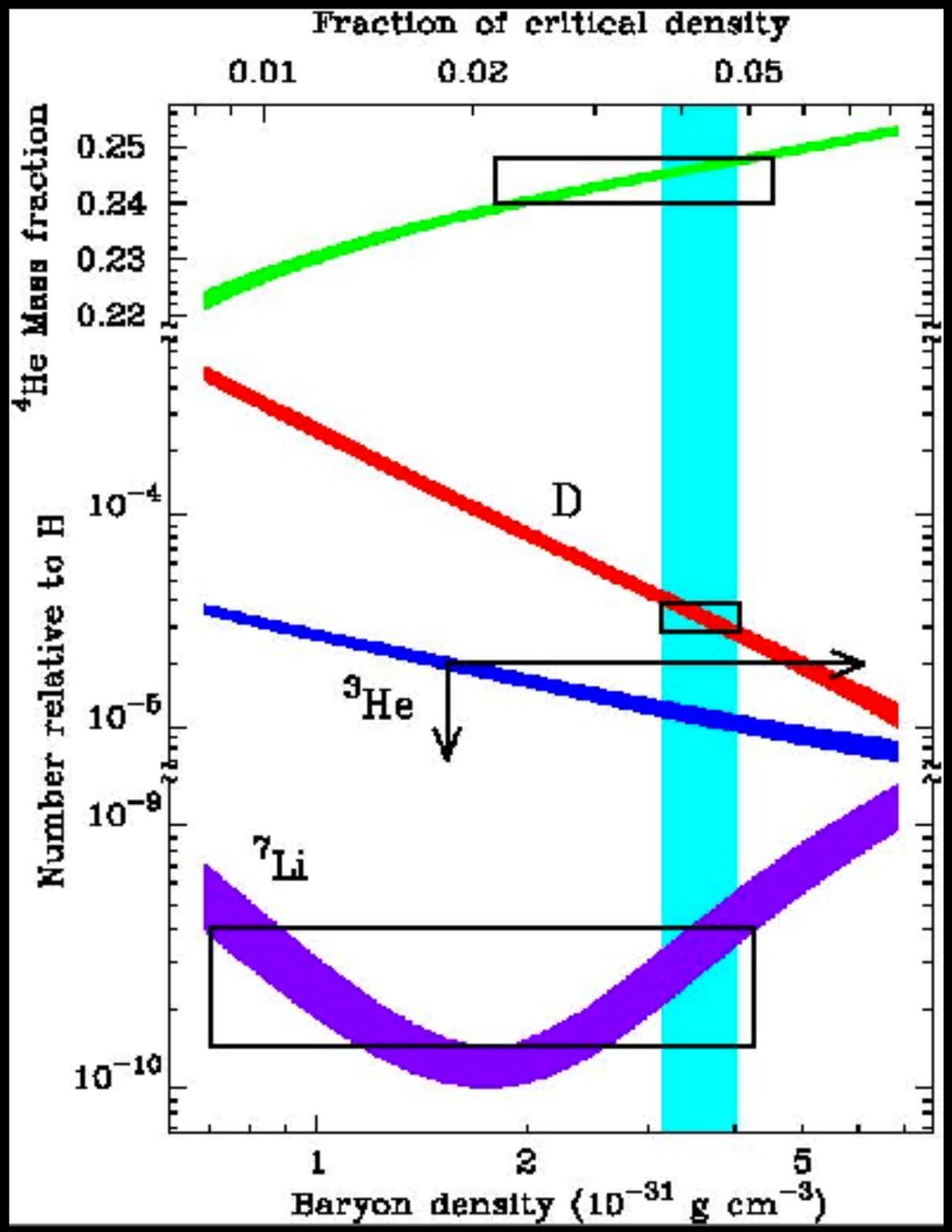
Y_p = fração de massa bariônica *primordial* em ^{4}He

Se todos os n acabam dentro de núcleos de ^{4}He:

$$Y_p = \frac{\text{massa } (^4\text{He})}{\text{massa } (n+p)} \simeq \frac{4 \times (n/2)}{n+p} = \frac{2 \times (n/p)}{1+n/p} = \frac{2/7}{1+1/7} = \frac{1}{4}$$

Abundâncias previstas pela BBN padrão

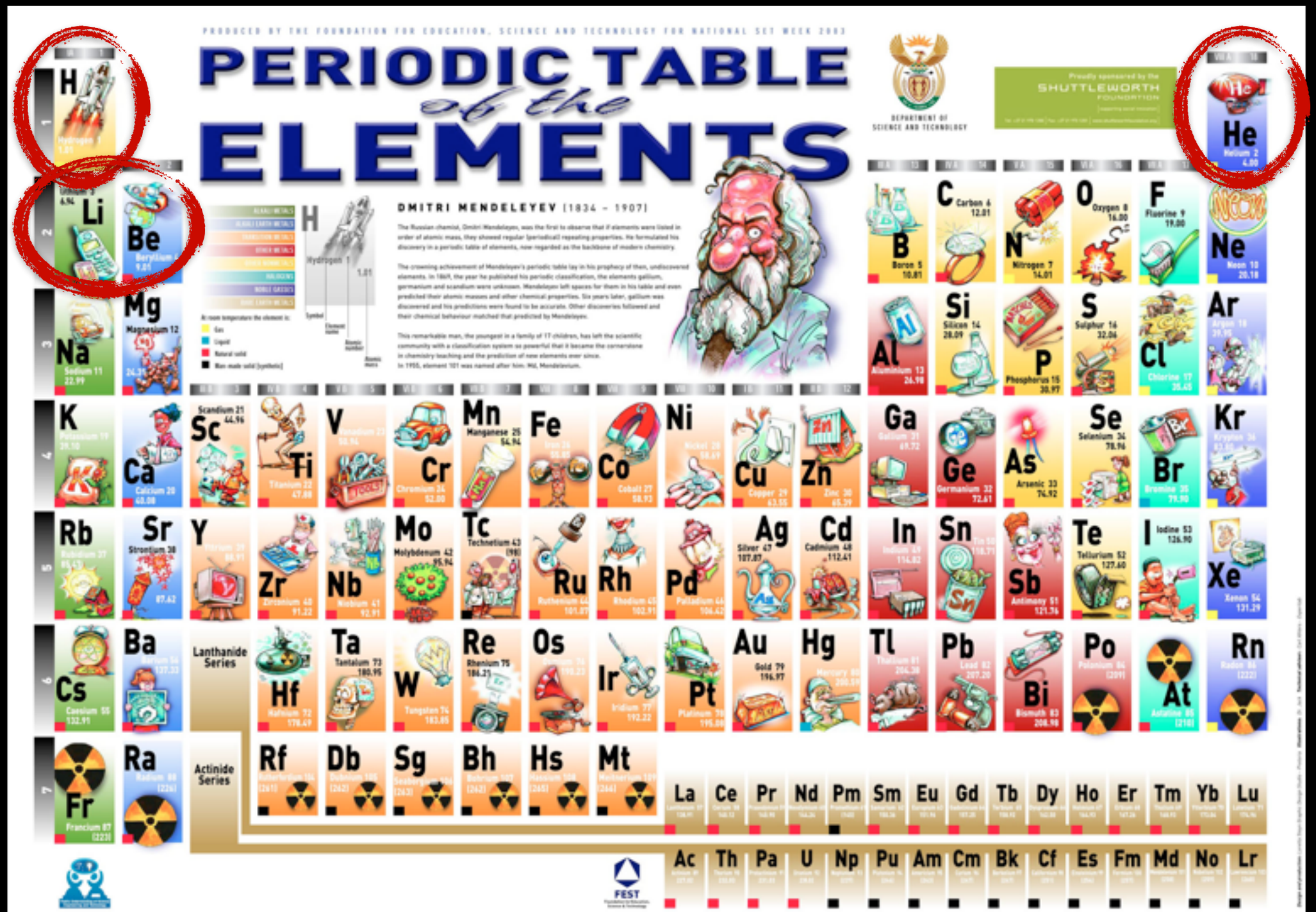




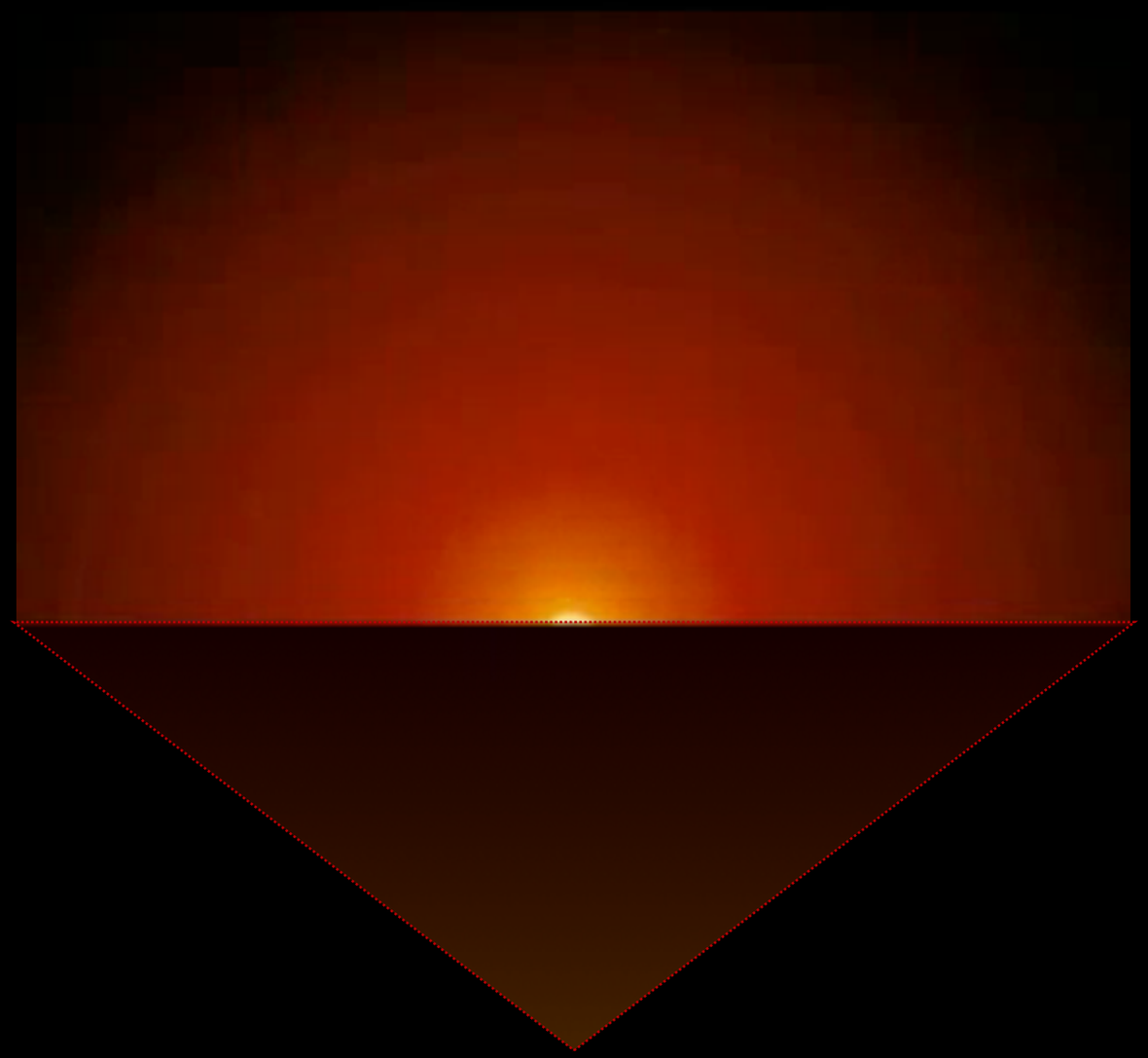
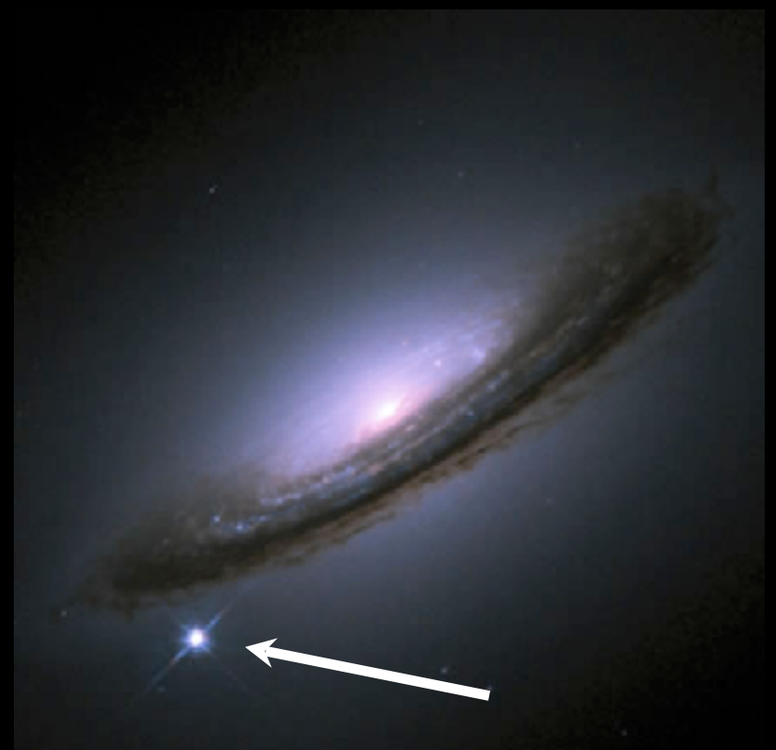
$$\Omega_B h^2 = 0.0221 \pm 0.0003 \quad \Rightarrow \quad \eta_{10} = 274\,\Omega_B h^2 = 6.05 \pm 0.08$$

A origem dos elementos - e da vida

Nos três primeiros minutos todo o **Hidrogênio (H)** e **Hélio (He)** do universo foram gerados (+ algum Ly, Be…) Mas... e o **resto** (C, N, O, Fe, ...) ??...



Todos os outros elementos foram **gerados nas primeiras estrelas**, e depois **jogados no espaço** quando essas estrelas **explodiram**



Explosão de uma estrela "supernova"