



Universidade Federal do ABC

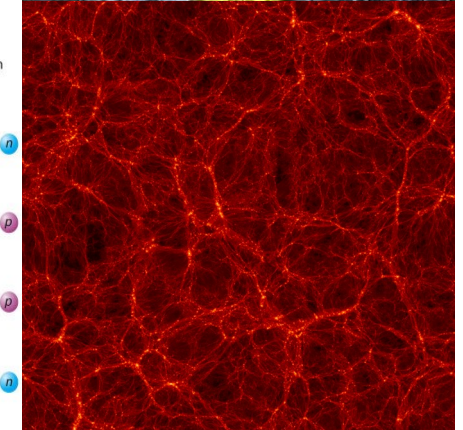
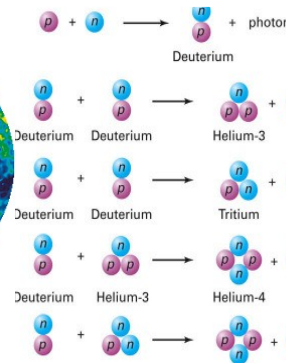
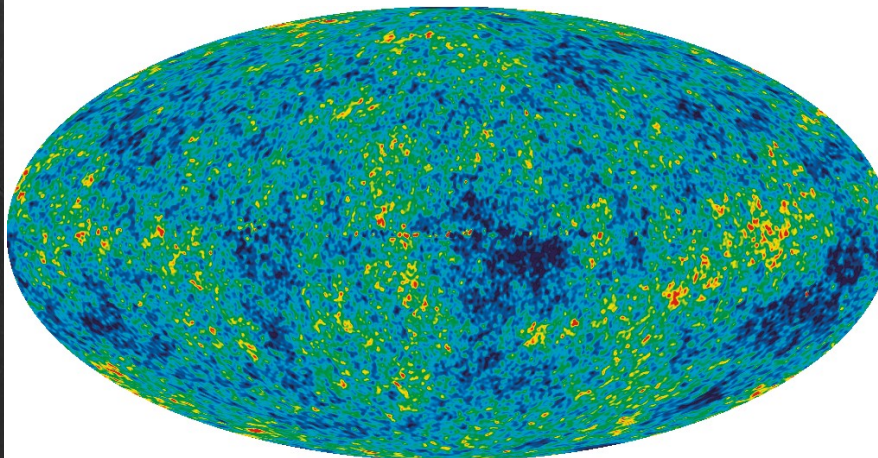
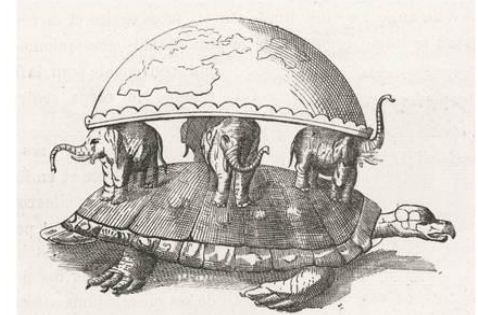
Introdução à Cosmologia

16. Nucleossíntese Primordial

Prof. Pieter Westera

pieter.westera@ufabc.edu.br

<http://professor.ufabc.edu.br/~pieter.westera/Cosmo.html>



Evidências

Esta aula é sobre mais uma das evidências mais fortes para a teoria Λ CDM, em particular para o estado muito denso e quente do Universo nos primeiros 5 minutos, a

Nucleossíntese Primordial

Nucleossíntese Primordial: História

Lembram de **Fred Hoyle** (Aula 2)?

Em 1948, ele desenvolveu, junto com Thomas Gold e Hermann Bondi, a Teoria do **Estado Estacionário**, segundo aquela o Universo está no mesmo estado "desde sempre".

A expansão é compensada por **criação** de **matéria** no **espaço intergaláctico** (da ordem de alguns átomos/cm³ a cada 10¹⁰ anos).

E as leis de conservação, como é que ficam?



Hoyle



Bondi



Gold

Nucleossíntese Primordial: História

Hoyle ridicularizou a proposta de Lemaître, de um começo como singularidade criando o termo *Big Bang*.



Hoje, a Teoria do Estado Estacionário **não** tem mais muitos seguidores, ao **contrário** da teoria propondo a **singularidade inicial**.

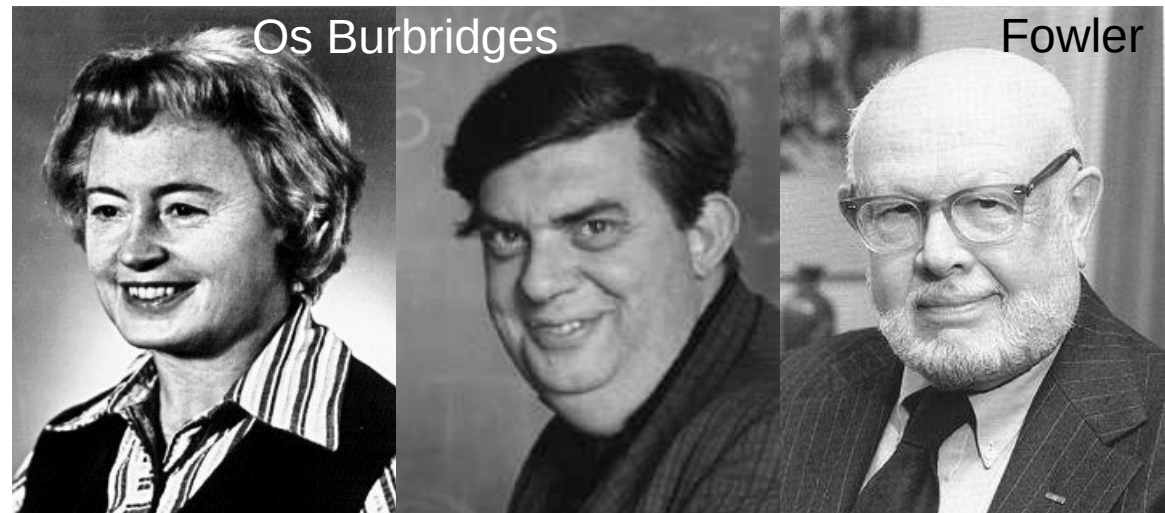
O nome *Big Bang*, criado para zoar esta teoria é usado até hoje.



Nucleossíntese Primordial: História

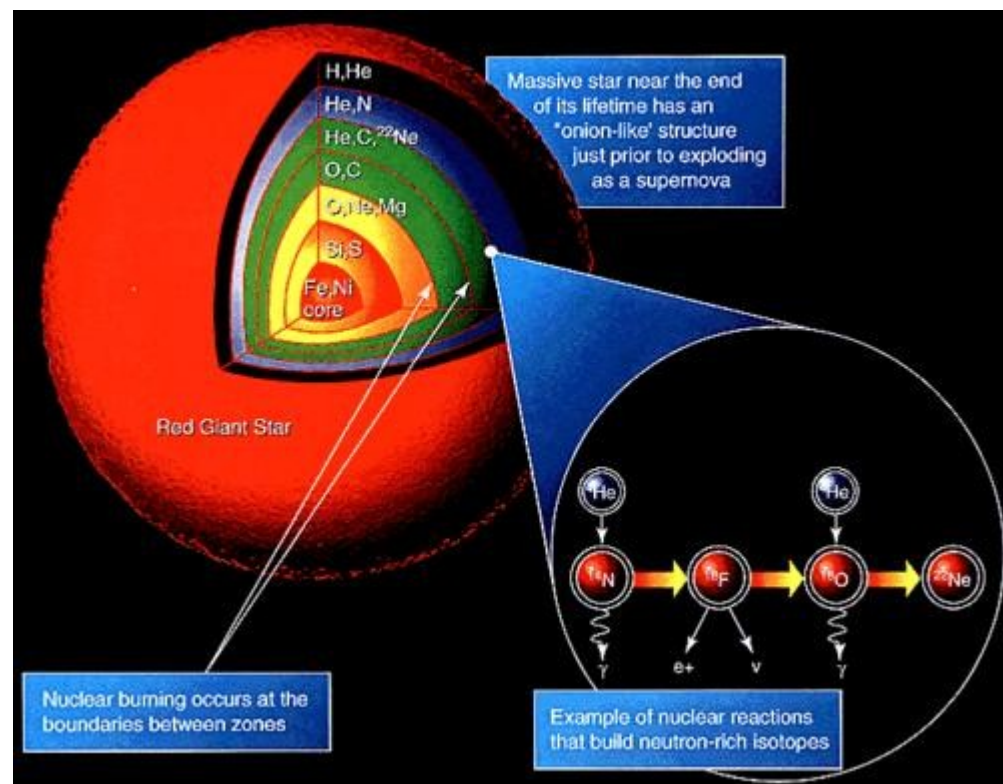
Mas nem tudo que o Fred Hoyle falou caiu em descrença.

Em 1957, ele, William Alfred Fowler, Margaret Burbidge e Geoffrey Burbidge publicaram o famoso artigo B²HF, sobre a **Nucleossíntese Estelar**.



Nucleossíntese Primordial: História

O artigo B²HF afirma, que a **maioria** dos (núcleos atômicos dos) **elementos** é formada nos **interiores** das **estrelas** e/ou em **supernovas** (tirando hidrogênio, que, consistindo de apenas um próton, não precisa ser formado), deu origem a termos como processos *r* e *s*, e **prevê** muito bem as **abundâncias** destes **elementos** no Universo.

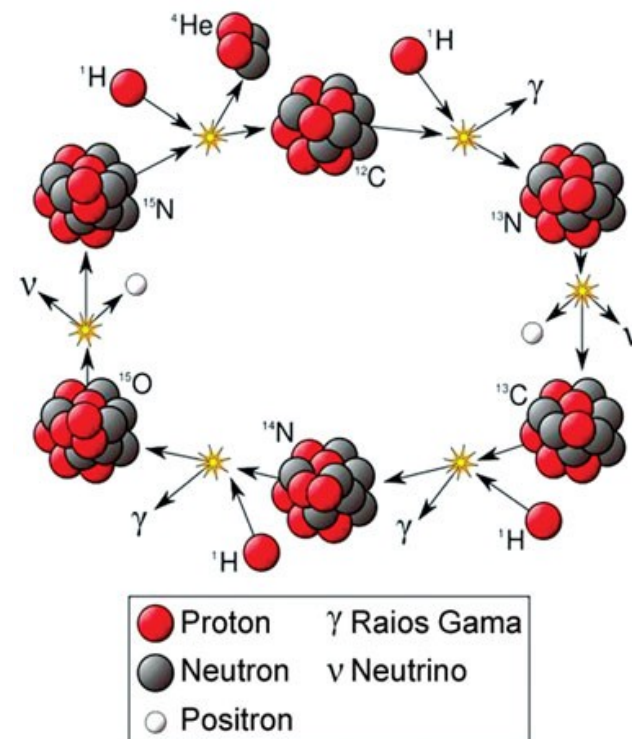
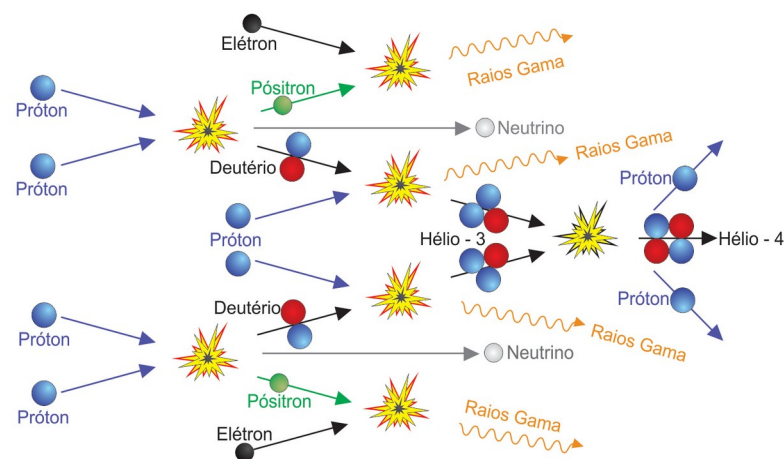


Nucleossíntese Estelar

Mini-Resumo:

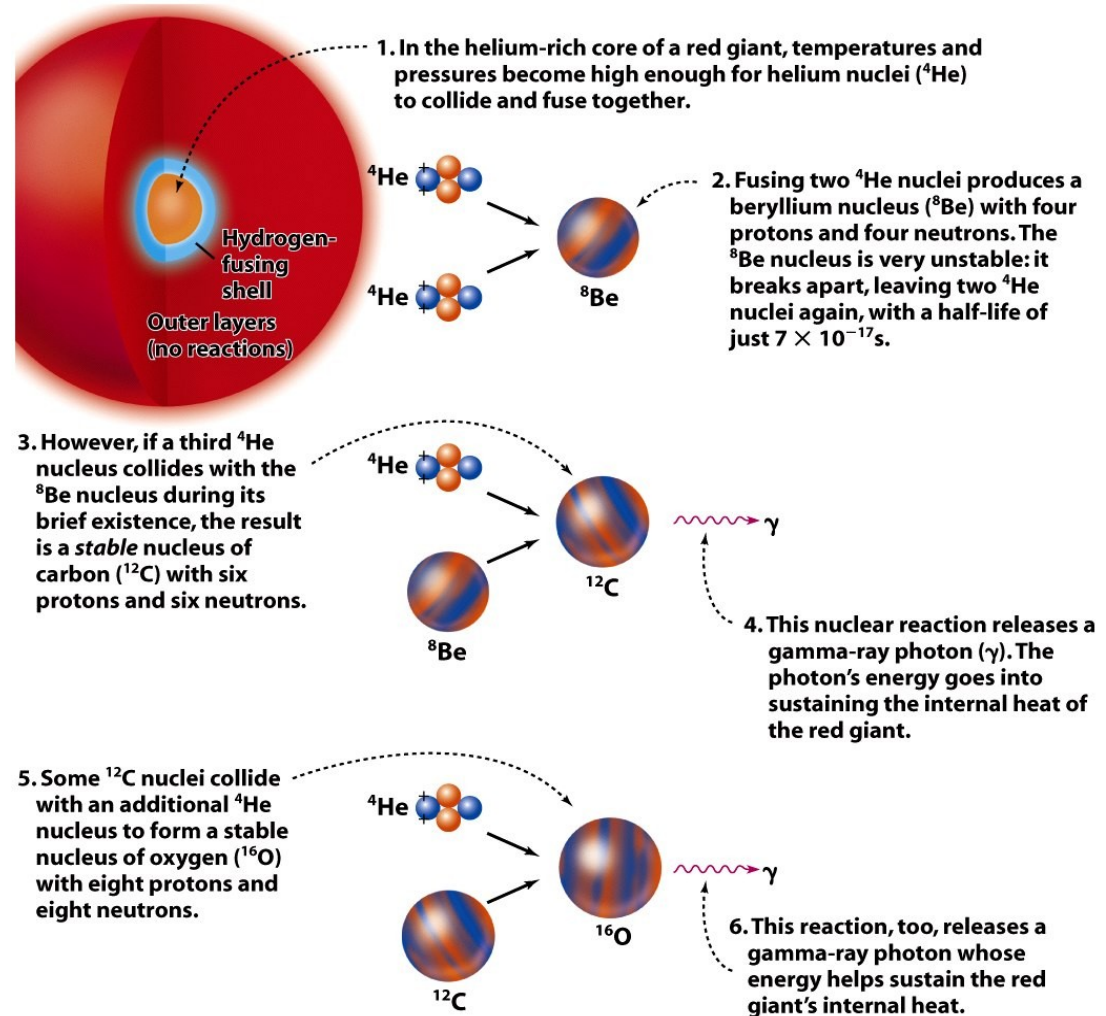
Nas estrelas, núcleos de **hélio** (partículas α) são formados a partir de 4 núcleos de **hidrogênio** (prótons) pela cadeia p-p e pelo ciclo CNO

...

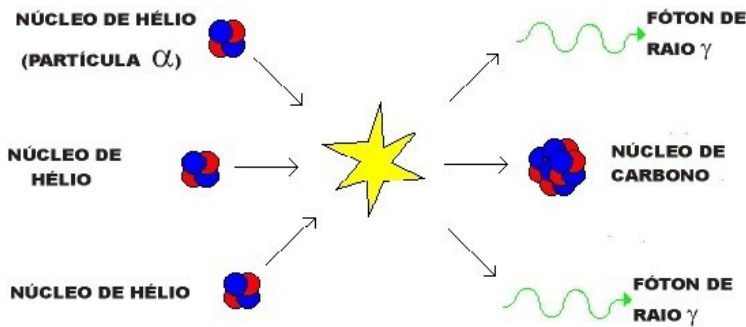
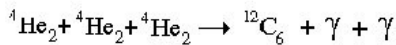


Nucleossíntese Estelar

... seguido pela produção de **carbono** pelo processo **α triplo** (ou triplo-α).



PROCESSO ALFA-TRIPLO

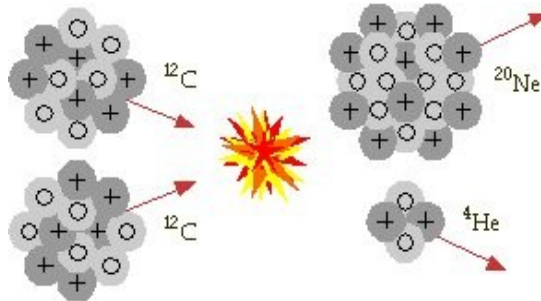


Quando a temperatura nas regiões centrais da estrela atinge uns 100 milhões de graus, inicia-se o processo alfa-tríplo pelo qual 3 núcleos de Hélio se fundem para formar um núcleo de Carbono

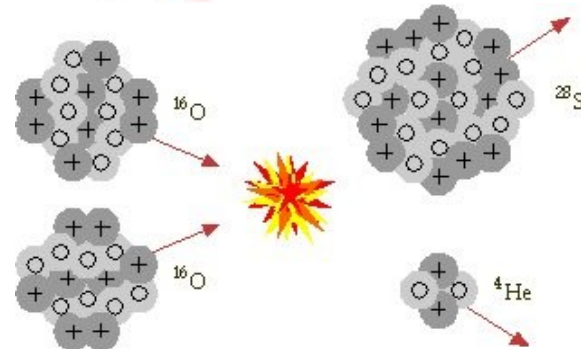
Nucleossíntese Estelar

Em estrelas de **alta massa**, as **fusões nucleares** continuam:

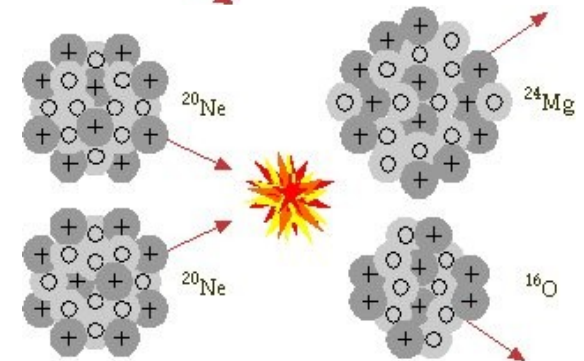
queima de carbono
=> **neônio** (e hélio),



queima de oxigênio
=> **silício** (e hélio),



queima de neônio
=> **magnésio** (e oxigênio), ...



Nucleossíntese Estelar

... e, finalmente

$T_{\text{caroço}} > 2.7 \cdot 10^9 \text{ K}$:

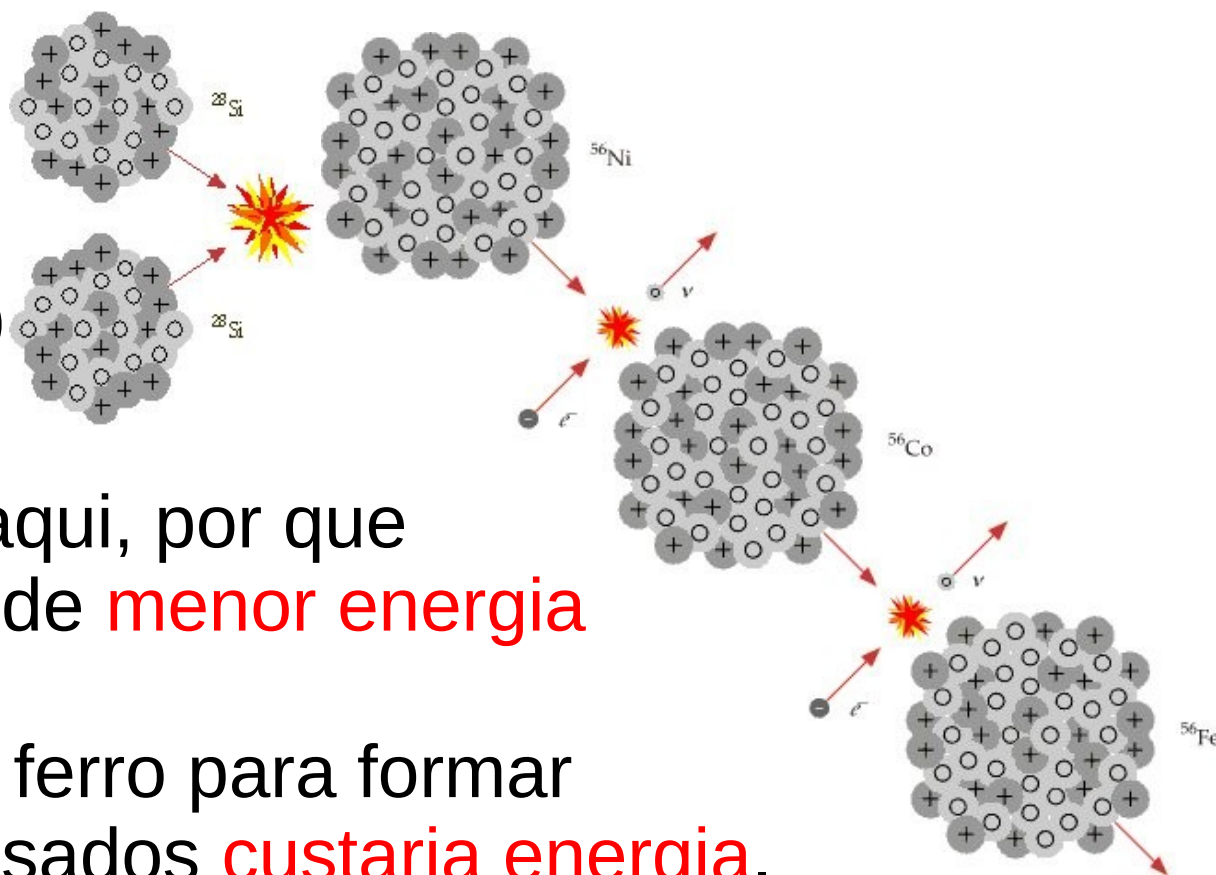
queima de **silício**
(após uma voltinha
pelo níquel e o cobalt)

=> **ferro**

A história **termina** aqui, por que
ferro é o elemento de **menor energia**
por núcleon.

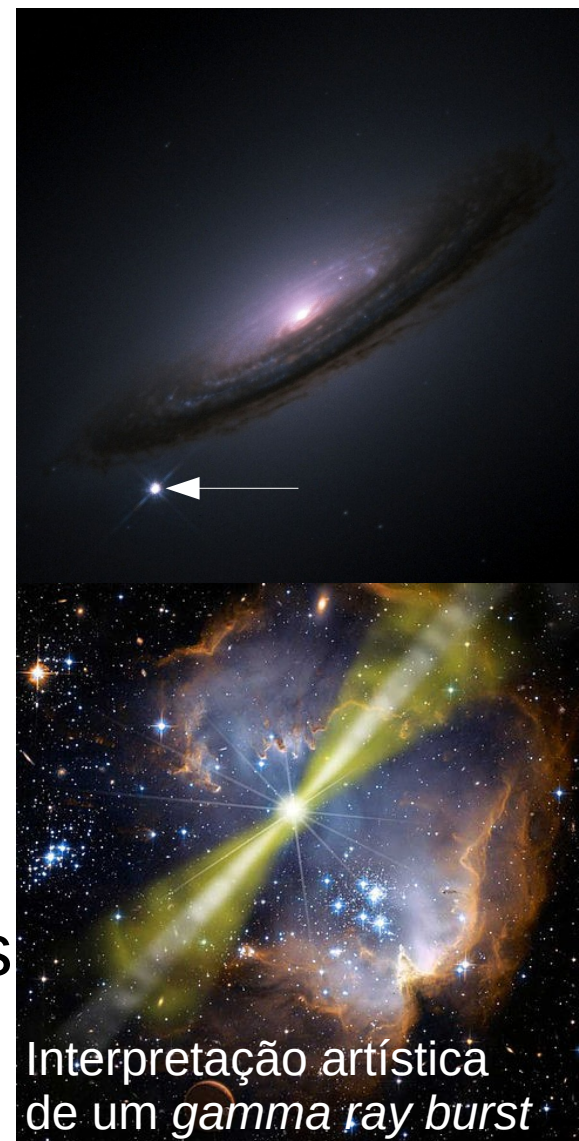
A fusão nuclear de ferro para formar
elementos mais pesados **custaria energia**.

=> **não acontece espontaneamente**.



Nucleossíntese Estelar

Os **elementos** mais **pesados** que o ferro só podem ser formados em ambientes muito extremos como **Supernovas** (explosões estelares) ou **surtos de raios gama** (acompanham formação estelar, supernovas ou fusões de 2 Estrelas de Nêutrons ou de uma com um Buraco Negro) por processos chamados **processos s , r e rp** .
Para mais detalhes vide as disciplinas Noções de Astronomia e Cosmologia e Introdução à Física Estelar.

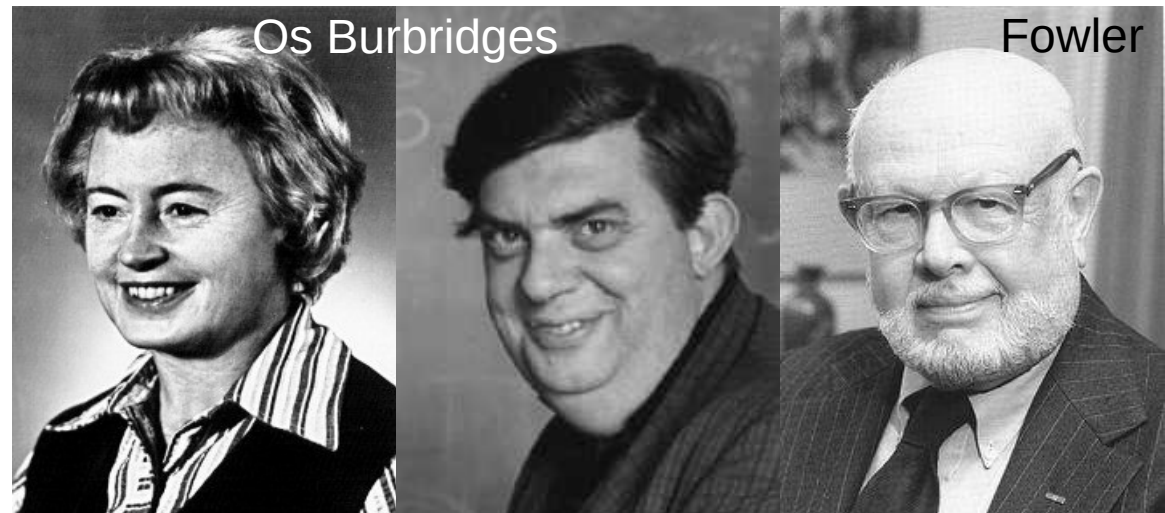


Nucleossíntese Primordial: História

O artigo B²HF **prevê** muito bem as **abundâncias** dos **elementos** a partir de $Z = 5$ no Universo, e é um dos papers astronômicos mais influentes do vigésimo século.



Prêmio Nobel em 1983 para Fowler.



Nucleossíntese Primordial: História

Tem apenas um **probleminha**:

A Teoria da Nucleossíntese Estelar **não** consegue explicar a abundância de **hélio** no Universo.

No **espaço inter-galáctico**, há **nuvens** de **gás** tênue, que pouco mudaram desde a sua formação.

Isto é, elas **não** contêm **estrelas** que poderiam ter formado os **elementos** mais **pesados** que hidrogênio.

Nestas nuvens, e no resto do Universo, **23 a 24%** (em massa) dos átomos são de **hélio**, **muito mais** que previsto pelo teoria da **nucleossíntese estelar**.

Nucleossíntese Primordial: História

Em 1948, **Ralph Alpher** e o orientador dele, **George Gamov**, acharam uma **explicação** pra **abundância primordial** de **hélio** (e de alguns outros dos núcleos mais leves), publicada no também famoso $\alpha\beta\gamma$ paper (Alpher, Bethe e Gamov, 1948; Hans Bethe, um amigo de Gamov foi incluído para completar o siglo $\alpha\beta\gamma$, piadinho do russo).



Nucleossíntese Primordial: História

Este paper mostra, que esta abundância pode ser explicada no quadro da teoria do *Big Bang*, por **fusão nuclear** nas condições extremas durante os **primeiros poucos minutos** da existência do **Universo** , num processo chamado **Nucleossíntese Primordial** , ou **Nucleossíntese do *Big Bang*** (BBN, em inglês).

(Eles também preveram a existência da Radiação Cósmica de Fundo
=> aulas História e RCF I e II)



Fusão Nuclear

Para entender isto, temos que falar um pouco sobre **física nuclear**.

Na física nuclear, massas são frequentemente dadas em unidades de massa atômica (Dalton), u, definida como 1/12 vezes a massa do isótopo carbono-12.

Vale: $1 \text{ u} = 1.66053873 \cdot 10^{-27} \text{ kg} = 931.494013 \text{ MeV}/c^2$

Nestas unidades, as massas dos próton, nêutron e elétron são:

$$m_p = 1.00727646688 \text{ u}$$

$$m_n = 1.00866491578 \text{ u}$$

$$m_e = 0.0005485799110 \text{ u}.$$

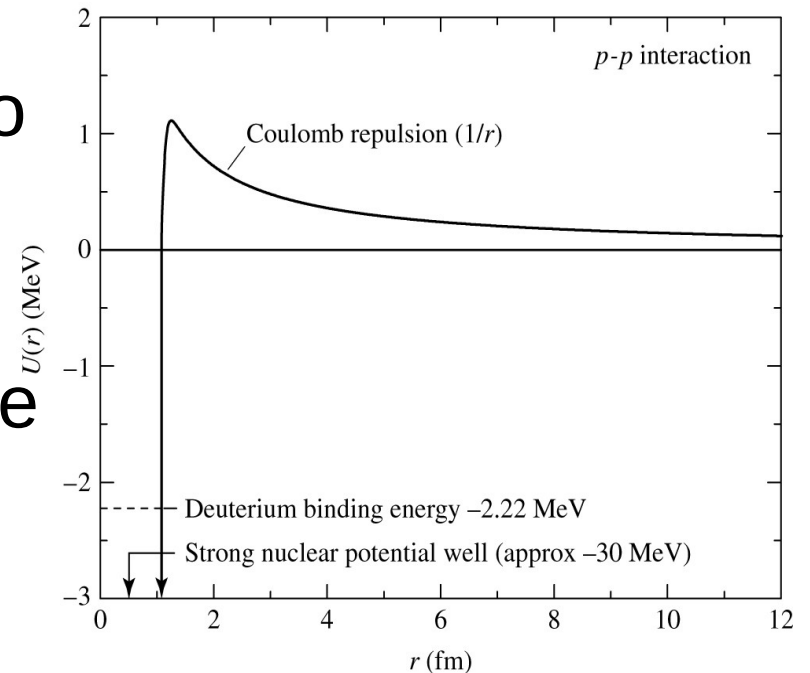
Fusão Nuclear

Quais as condições pra fusão nuclear acontecer?

Olhando pra fusão nuclear mais simples, a de 2 prótons formando deutério ($p^+ + p^+ \rightarrow d + e^+ + \nu_e$).

Pra eles poderem fusionar, eles têm que se **aproximar** o suficiente para a **força nuclear forte**, de **curta alcance**, $r \sim 1 \text{ fm} = 10^{-15} \text{ m}$, poder agir.

Para isto, eles têm que **superar** a **repulsão eletrostática**, ou barreira de Coulomb.



Fusão Nuclear

Quais as condições pra fusão nuclear acontecer?

=> Eles têm que ter tido **energia cinética** (antes da aproximação) de

$$1/4\pi\epsilon_0 \cdot q_1q_2/r = 1/4\pi\epsilon_0 \cdot Z_1Z_2e^2/r$$

Para as partículas terem esta energia **em média**, a **temperatura** no ambiente deve satisfazer

$$3/2 \cdot k_B T = 1/4\pi\epsilon_0 \cdot Z_1Z_2e^2/r$$

$$\Rightarrow T = Z_1Z_2e^2/6\pi\epsilon_0k_B r \sim 10^{10} \text{ K (para } Z_1 = Z_2 = 1)$$

Mas o **Universo** teve temperaturas acima disso por apenas os seus primeiros **~2 segundos!**

Até considerando que, na distribuição de Maxwell-Boltzmann, tem partículas com energias bem acima de $3/2 \cdot k_B T$, **não** chegamos na **taxa** suficientemente alta de **fusões**.

Fusão Nuclear

Quais as condições pra fusão nuclear acontecer?

Como os prótons superam a barreira de Coulomb, então?

Pelo efeito Túnel!

Tomando como estimativa que as partículas têm que chegar dentro de um comprimento de onda de de Broglie uma da outra (classicamente) para poderem tunelar pela barreira.

Sendo μ_m a massa reduzida m_1m_2/m_1+m_2 , no caso de 2 prótons,

$$\mu_m = 1/2m_p: \quad 1/4\pi\epsilon_0 \cdot Z_1Z_2e^2/\lambda = p^2/2\mu_m = (h/\lambda)^2/2\mu_m$$

$$\Rightarrow \lambda = 2h^2\pi\epsilon_0/Z_1Z_2e^2\mu_m$$

$$\Rightarrow T = [(h/\lambda)^2/2\mu_m]/(3/2 \cdot k_B) = Z_1^2Z_2^2e^4\mu_m/12\pi^2\epsilon_0^2h^2k_B \sim 10^7 \text{ K},$$

temperatura mantida por tempo o suficiente para formar os primeiros elementos em abundâncias significativas.

Fusão Nuclear

O que **influencia** a **taxa** de **fusões**?

Em termos de **energia**, a **distribuição** de **Maxwell-Boltzmann** é:

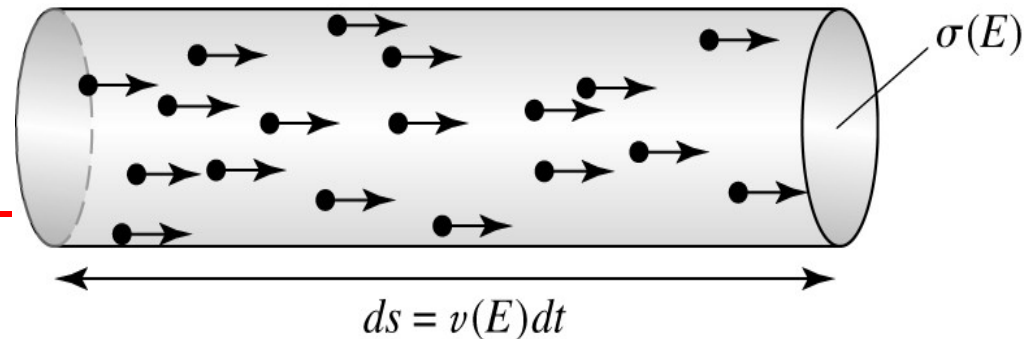
$$n_E dE = \frac{2n}{\pi^{1/2}} \frac{1}{(kT)^{3/2}} E^{1/2} e^{-E/kT} dE$$

onde n é a **densidade** total de partículas,
e $n_E dE$, a densidade de partículas com energia cinética
entre E e $E+dE$.

vale $n = \int_0^\infty n_E dE$

Fusão Nuclear

Precisamos saber a taxa de choques por volume para partículas com velocidades relativas v , resp.



energia cinética relativa $E = \frac{1}{2}\mu_m v^2$ ($\Rightarrow v(E) = \sqrt{2E/\mu_m}$), áreas de choque $\sigma(E)$, e densidade n_E .

Sendo n_i a densidade de partículas incidentes, e n_x , a de partículas "alvo"

\Rightarrow taxa de reaç. p. núcleo: $dN_E/dt = \sigma(E)v(E) \cdot n_i/n \cdot n_E dE$

\Rightarrow no. de reações por unidade de volume e de tempo:

$$r_{ix} = \int_0^\infty n_x n_i \sigma(E) v(E) \cdot n_E/n dE$$

Fusão Nuclear

O **raio** da **seção** de **choque** $\sigma(E)$ é aproximadamente um **comprimento** de **onda** de **de Broglie**:

$$\sigma(E) \approx \pi\lambda^2 = \pi(h/p)^2 \propto 1/E$$

Mas a **seção** de **choque** também é proporcional à **probabilidade de tunelamento** (\Rightarrow Física Quântica):

$$\sigma(E) \propto e^{-2\pi^2 U_c/E},$$

onde U_c/E é a **razão** entre **altura** da **barreira** de **Coulomb** (de novo, $r \sim \lambda$) e **energia cinética** da **partícula**,

$$U_c/E = Z_1 Z_2 e^2 / 4\pi\epsilon_0 r (1/2\mu_m v^2) = Z_1 Z_2 e^2 / 2\pi\epsilon_0 h v$$

$$\Rightarrow \sigma(E) \propto e^{-b/\sqrt{E}}, \text{ onde } b \equiv \pi\sqrt{\mu_m} Z_1 Z_2 e^2 / \sqrt{2}\epsilon_0 h$$

$$\text{Combinando: } \sigma(E) \propto 1/E \cdot e^{-b/\sqrt{E}}$$

Fusão Nuclear

Blindagem (?) de Elétrons (*Electron Screening*)

Outro fator afetando as taxas de reações é a **blindagem de elétrons**. Nas condições logo após o *Big Bang*, os **prótons** e outros **núcleos** se encontram dentro de um "mar" de **elétrons**, que **reduzem a carga nuclear** que as partículas "vêm", o que **aumenta a taxa de reações**.

O **potencial efetivo** vira: $U_{\text{eff}} = 1/4\pi\epsilon_0 \cdot Z_1Z_2e^2/r + U_s(r)$, onde $U_s(r)$ é a **contribuição da blindagem de elétrons**.

O **aumento na taxa de reações** pode ser significativo, às vezes aumentando a taxa de produção de hélio, por exemplo, por 10% a 50%.

Fusão Nuclear

Nucleossíntese Primordial e Leis de Conservação

Dêmos uma olhada nos processos principais de **nucleossíntese** que ocorreram na **fase inicial** do **Universo**, processos naqueles elementos químicos são convertidos em outros.

Além dos **núcleos** (compostos de **prótons**, p^+ e **nêutrons**, n), estes processos podem envolver **fótons** (γ), **elétrons** (e^-), **pósitrons** (antie elétrons, e^+), **neutrinos** do elétron (ν_e) e **antineutrinos** do elétron ($\bar{\nu}_e$).

Estes últimos quatro partículas são de uma classe chamada **leptons** (juntos com os (anti)múons e (anti)tauons e seus (anti)neutrinos).

Fusão Nuclear

Nucleossíntese e Leis de Conservação

Nas reações, várias grandezas são **conservadas**:

- a **carga elétrica**
- o **número de núcleons**
- o **número leptônico**, isto é, o número de leptons de matéria (e^- , ν_e) menos o número de leptons de antimatéria (e^+ , $\bar{\nu}_e$).

Fusão Nuclear

Simbolizaremos os núcleos da seguinte maneira:



onde X é um código em letras (H, He, Li, etc.), designando o elemento, Z é o número de prótons (que determina o elemento, então não é necessário colocar e é frequentemente omitido) que também é a carga do núcleo em unidades da carga elementar e, A é o número de núcleons, $A = Z + N$, N sendo o número de nêutrons.

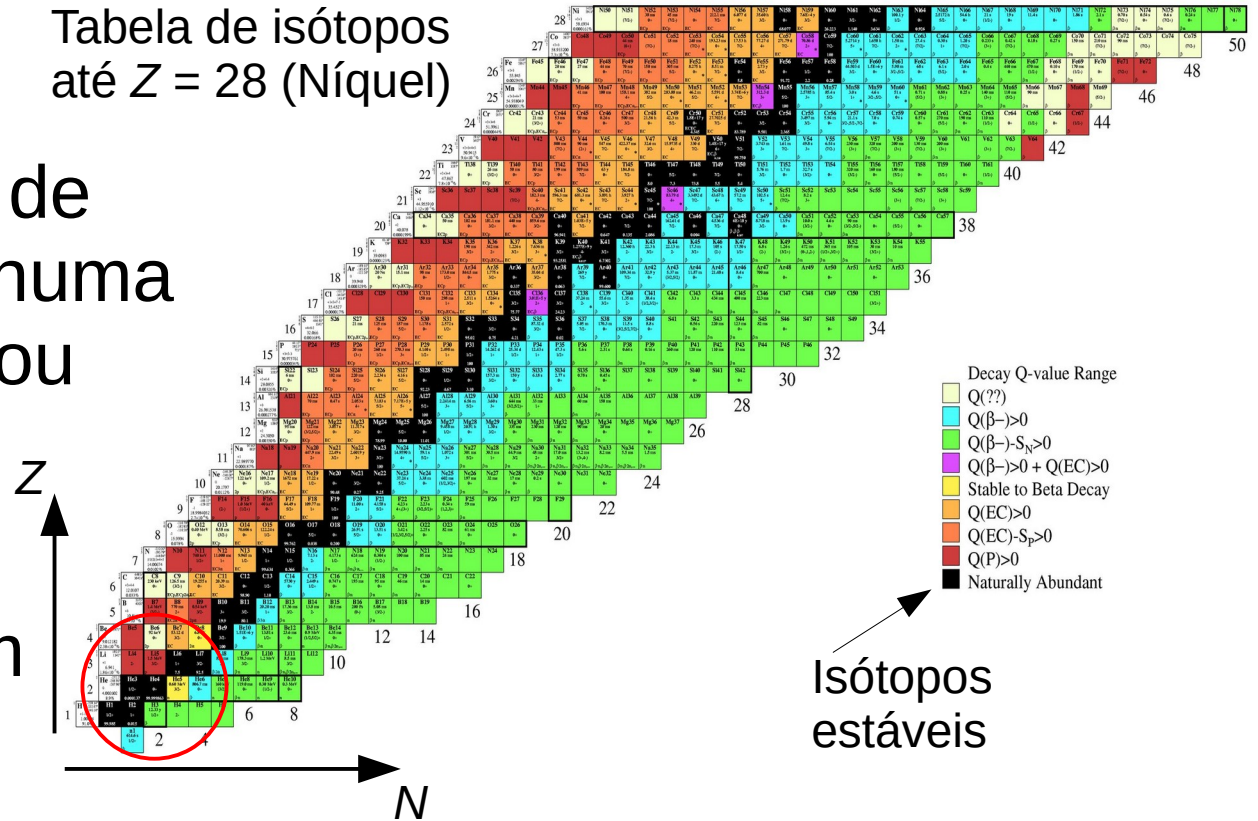
Núcleos com Z iguais, mas N e portanto, A, diferentes são chamados isótopos do mesmo elemento.

Nucleossíntese Primordial

Estes núcleos podem ser ordenados por números de nêutrons e prótons numa **tabela de isótopos**, ou **carta de nuclídeos**.

Na nucleossíntese primordial aparecem apenas isótopos do canto esquerdo inferior da tabela (poucos nêutrons e prótons) ...

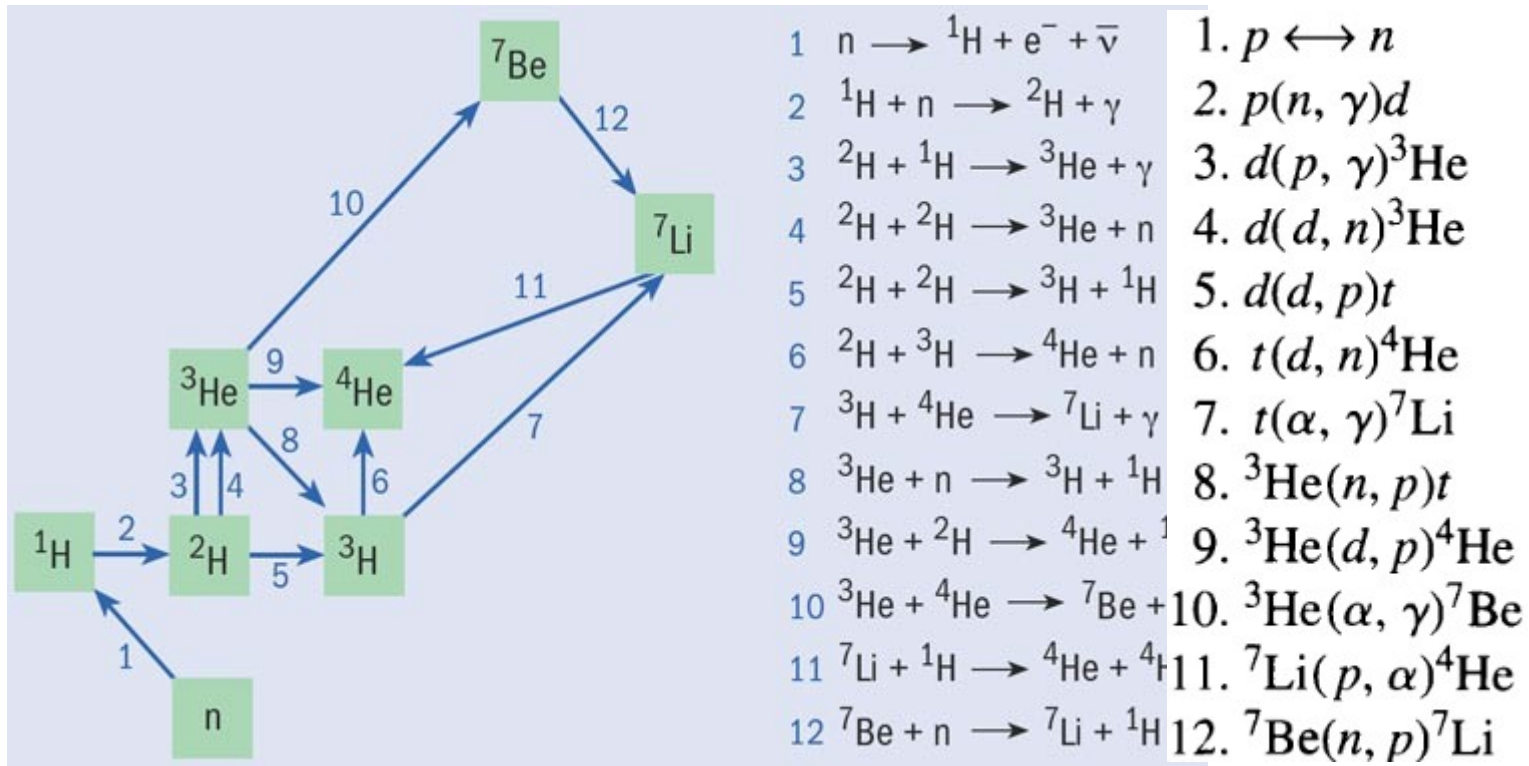
Tabela de isótopos até $Z = 28$ (Níquel)



Isótopos estáveis

Nucleossíntese Primordial

Um zoom neste canto



... e só 12 reações estão envolvidas,
onde d = deutério = ${}^2\text{H}$, e t = trítio = ${}^3\text{H}$.

Nucleossíntese Primordial

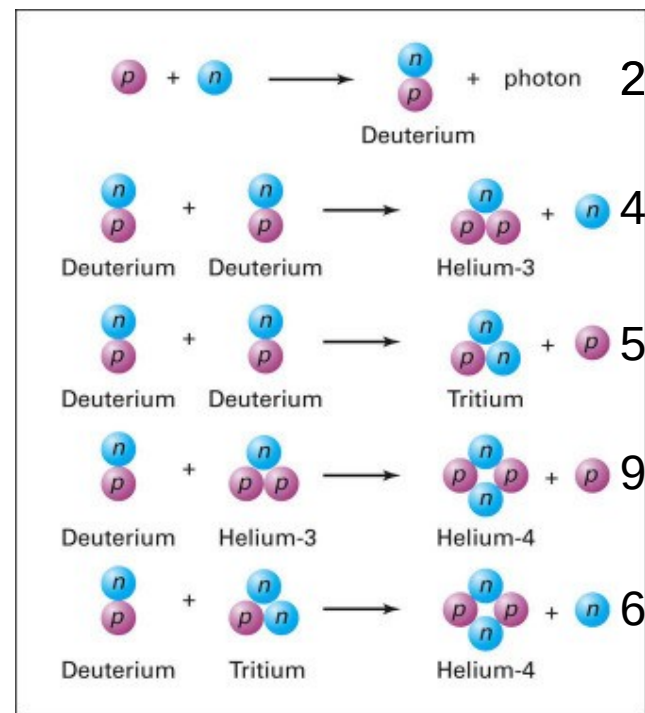
Neste diagrama, a maioria dos caminhos termina em **hélio**.

Entre estes, as sequências 2-4-9 e 2-5-6 são as mais eficientes.

O processo é outro que os processos que transformam H em He no interior de estrelas (cadeia p-p e ciclo CNO), por que tinha **nêutrons livres** a disposição (nas estrelas não tem).

Além de hélio, foram formados **montantes microscópicos** de **deutério**, **hélio-3**, **lítio** e berílio, Os demais **~76%** continuam como **hidrogênio**.

Núcleossíntese primordial



(After Alan Guth (MIT))

Nucleossíntese Primordial

Vamos tentar estimar, **quanto He** foi produzido neste processo.

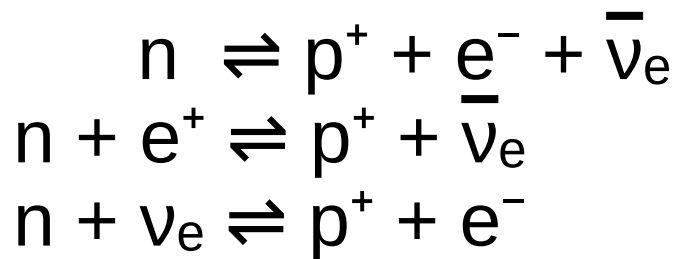
Lembrete: Estamos na **era da radiação**, quando T prop. $t^{-1/2}$.

A uma temperatura um pouco a baixo de 10^{12} K ($t \sim 10^{-4}$ s), o Universo continha:

- um monte de **fótons** (γ),
- pares **e^- - e^+** ,
- **neutrinos** ν_e, ν_μ e suas **antipartículas** $\bar{\nu}_e, \bar{\nu}_\mu$ e
- **p^+** e **n** , da ordem de 5 núcleons em cada 10^{10} fótons.

Nucleossíntese Primordial

Estes últimos se **transformavam** constantemente **um no outro** e vice-versa (variações da reação 1 no diagrama):



Estas reações ocorreram **facilmente** por causa da **pequena diferença** em **massa**:

$(m_p - m_n)c^2 = 1.293 \text{ MeV}$, bem menos que $k_B T \approx 86 \text{ MeV}$.

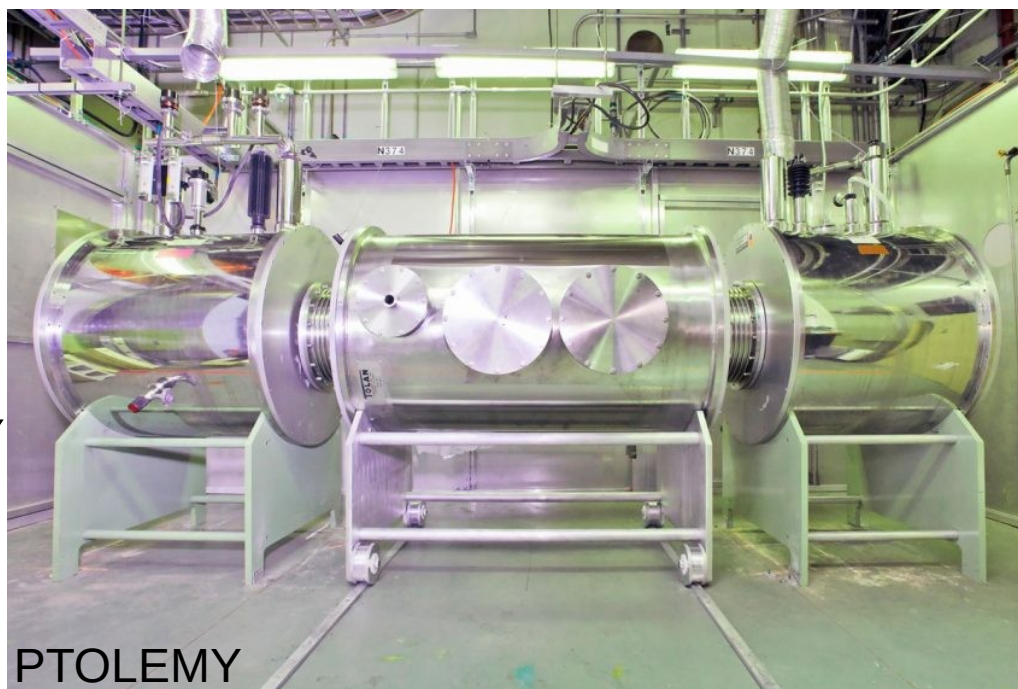
Assim, pela **equação de Boltzmann**, as densidades de números dos dois núcleons eram quase iguais:

$$n_n/n_p = e^{-(m_p - m_n)c^2/kT} = 0.985 \quad (T = 10^{12} \text{ K})$$

Nucleossíntese Primordial

Nestas reações $n \rightleftharpoons p^+$ devem ter sido criados muitos neutrinos, que deveriam ainda estar permeando o espaço hoje, i.e., compor um **fundo de neutrinos** (similar ao CMB), que poderíamos tentar **detectar**.

É **quase impossível**, especialmente por que **perderam muita energia** desde então (temperatura atual estimada: 1.95 K), mas o detector PTOLEMY (*Princeton Tritium Observatory for Light, Early-Universe, Massive-Neutrino Yield*) vai tentar a partir de 2027.



Nucleossíntese Primordial

Esta razão **caiu** até $n_n/n_p = e^{-(m_p - m_n)c^2/kT} = 0.223$ para $T \approx 10^{10}$ K, quando as **taxas** destas **reações caíram** significativamente, por que:

- As **energias** dos neutrinos ($\propto T$) ficaram **a baixo** do **limite** para **participarem** nestas **reações**.

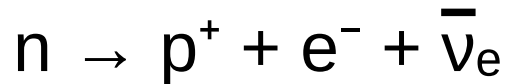
- As **energias** dos **fótons**, ($k_B T$, também $\propto T$) **caíram** a baixo de 1.022 MeV, energia necessária para eles **formarem** pares **e^-e^+** ($\gamma \rightarrow e^-, e^+$)

Os elétrons e pósitrons que se aniquilaram não foram mais "repostos" para serem usados nestas reações. Só sobrou um número pequeno de elétrons.

=> n_n/n_p "congelado" em 0.223.

Nucleossíntese Primordial

A partir deste momento, apenas a reação



chamada **decaimento β** , com meia-vida de $\tau_{1/2} = 614$ s, ou tempo de vida $\tau = 886$ s ainda aconteceu, até o Universo alcançar temperatura $\sim 10^9$ K, quando a **fusão** (2)



podia começar (Acima de 10^9 K, os fótons eram tão energéticos, que fotodissociaram qualquer deutério).

Isto foi após $\Delta t = t(10^9 \text{ K}) - t(10^{10} \text{ K}) = 178 \text{ s} - 1.78 \text{ s} \approx 176 \text{ s}$.

Neste tempo n_n/n_p caiu para

$$\begin{aligned} n_n/n_p &= n_{n,\text{antes}} \cdot e^{-\Delta t/\tau} / (n_{p,\text{antes}} + n_{n,\text{antes}} \cdot (1 - e^{-\Delta t/\tau})) \\ &= (n_n/n_p)_{\text{antes}} \cdot e^{-(176 \text{ s}/886 \text{ s})} / (1 + (n_n/n_p)_{\text{antes}} - (n_n/n_p)_{\text{antes}} \cdot e^{-(176 \text{ s}/886 \text{ s})}) \\ &= 0.223 \cdot 0.82 / (1 + 0.223 - 0.223 \cdot 0.82) = 0.176 \end{aligned}$$

Nucleossíntese Primordial

Isto foi após $t(10^9 \text{ K}) - t(10^{10} \text{ K}) = 178 \text{ s} - 1.78 \text{ s} \approx 176 \text{ s}$.

Neste tempo n_n/n_p caiu para

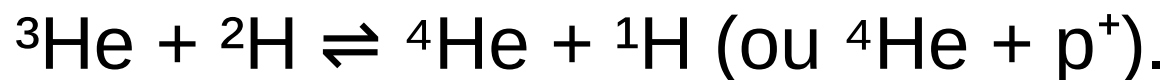
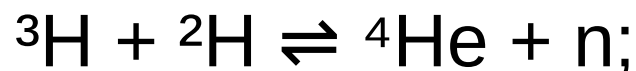
$$\begin{aligned}n_n/n_p &= n_{n,\text{antes}} \cdot e^{-(176 \text{ s}/886 \text{ s})} / (n_{p,\text{antes}} + n_{n,\text{antes}} \cdot (1 - e^{-(176 \text{ s}/886 \text{ s})})) \\ &= (n_n/n_p)_{\text{antes}} \cdot e^{-(176 \text{ s}/886 \text{ s})} / (1 + (n_n/n_p)_{\text{antes}} - (n_n/n_p)_{\text{antes}} \cdot e^{-(176 \text{ s}/886 \text{ s})}) \\ &= 0.223 \cdot e^{-(176 \text{ s}/886 \text{ s})} / (1 + 0.223 - 0.223 \cdot e^{-(176 \text{ s}/886 \text{ s})}) = 0.176\end{aligned}$$

Nucleossíntese Primordial

A baixo de 10^9 K, todos os **nêutrons** foram incorporados em **núcleos** de **deutério**, tal que:

$$\begin{aligned}n_d/n_p &= n_{n,\text{antes}}/(n_{p,\text{antes}} - n_{n,\text{antes}}) = (n_n/n_p)_{\text{antes}} / (1 - (n_n/n_p)_{\text{antes}}) \\ &= 0.176/(1-0.176) = 0.2135\end{aligned}$$

Em seguida, **hélio** foi formada, predominantemente pelas sequências 2-5-6 e 2-4-9:



(os p^+ e n liberados formaram de novo d pela reação 2)

$$\Rightarrow n_{\text{He}}/n_{\text{H}} = 0.5 \cdot n_{d,\text{antes}}/n_{p,\text{antes}} = 0.107$$

Nucleossíntese Primordial

A **fração** de **massa** em He é, então:

$$\begin{aligned} m_{\text{He}}/m_{\text{tot}} &= m_{\text{He}}/(m_{\text{He}}+m_{\text{H}}) = 4n_{\text{He}}/(4n_{\text{He}}+n_{\text{H}}) \\ &= 4n_{\text{He}}/n_{\text{H}} / (1+4n_{\text{He}}/n_{\text{H}}) = 0.299 \end{aligned}$$

Bem **próximo** do **valor observado** de 23% a 24%!

Já que praticamente todos os nêutrons são incorporados nos núcleos de hélio, este resultado não é muito sensível à densidade exata do Universo na época.

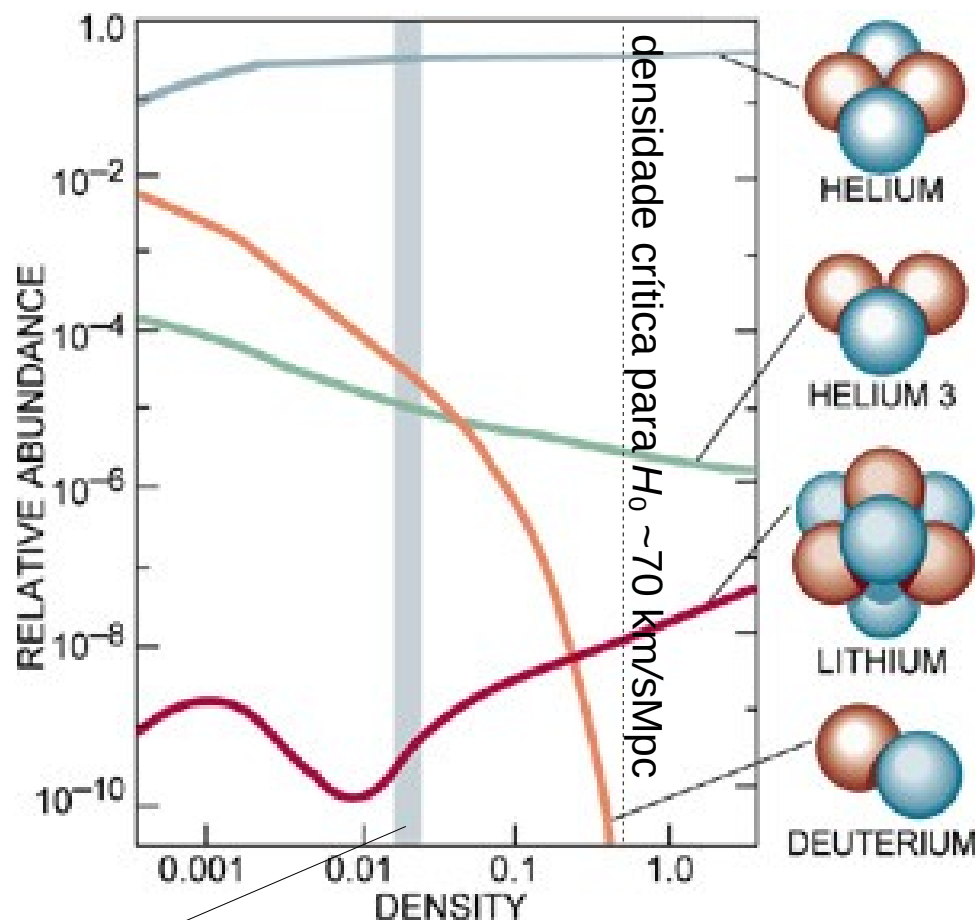
Nucleossíntese Primordial

As densidades dos outros isótopos formados na nucleossíntese primordial já são mais sensíveis à densidade, e os cálculos, mais complicados.

Mas os resultados são confiáveis, já que todas as seções de choque / taxas de reação nuclear que afetam a produção de isótopos com $A < 8$ são conhecidas. Elas foram medidas no laboratório com alta precisão.

Nucleossíntese Primordial

Esta figura, às vezes chamada *Schramm plot*, mostra as **abundâncias** de **massa** relativas destes **isótopos** em função do valor **atual** (comovente) da densidade **bariônica**, $\rho_{b,0}$.



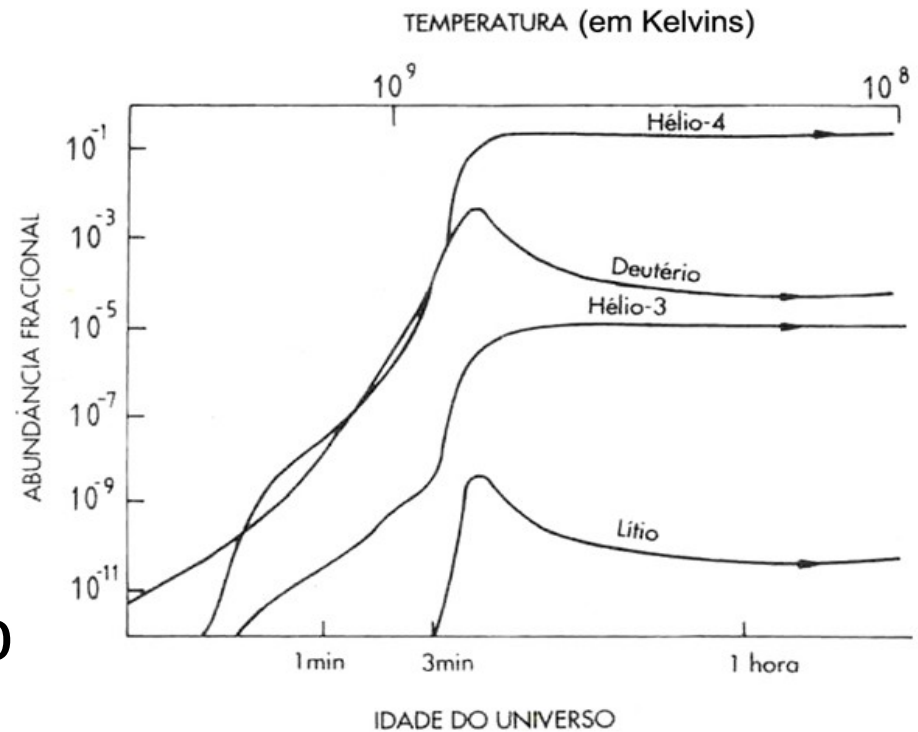
Densidade, para aquela as abundâncias previstas concordam com os valores medidas, entre 2 e $5 \cdot 10^{-28}$ kg m⁻³

Abundâncias dos Elementos Primordiais

Estes resultados também podem ser expressidos em função do **tempo**.

Através do **montante de hélio** na composição primordial, medida em nuvens de gás intergaláctico dá pra calcular (Alpher e Herman, 1948):

- a **duração da época da nucleossíntese**, ~5 min
- **Temperatura e densidade** da **matéria "comum"**, ou **bariônica** no final destes 5 min.

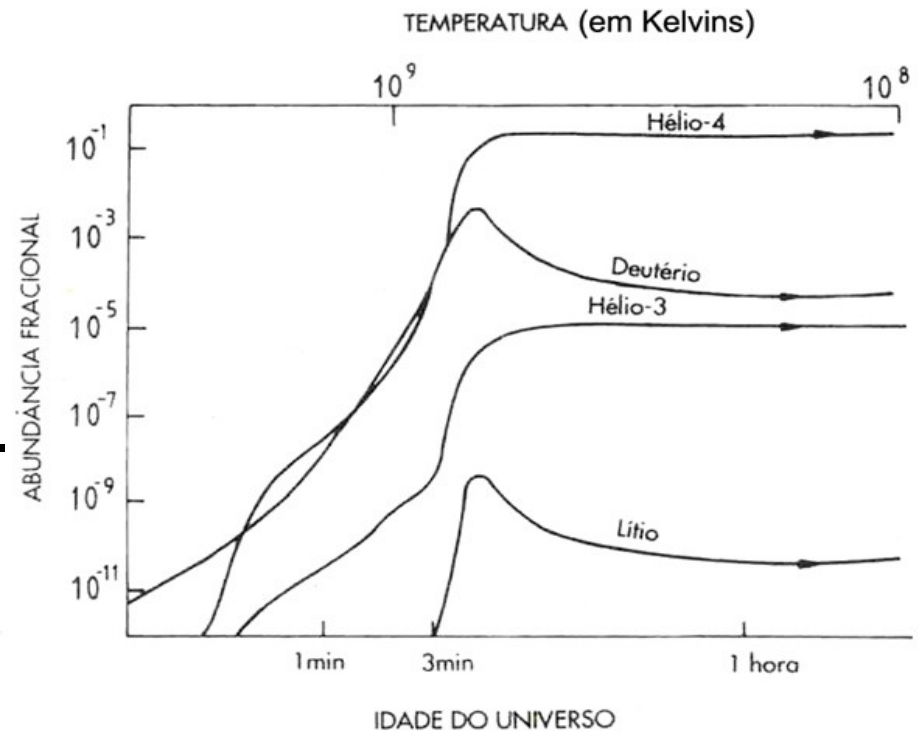


Abundâncias dos Elementos Primordiais

Os montantes de deutério, hélio-3 e lítio permitem cálculos mais sofisticadas das condições nos primeiros 5 min do Universo.

=> Só 5% da densidade crítica é bariônica, em concordância com os resultados obtidos com outros métodos.

A explicação da composição química do Universo primordial é um dos grandes sucessos da teoria do *Big Bang*.



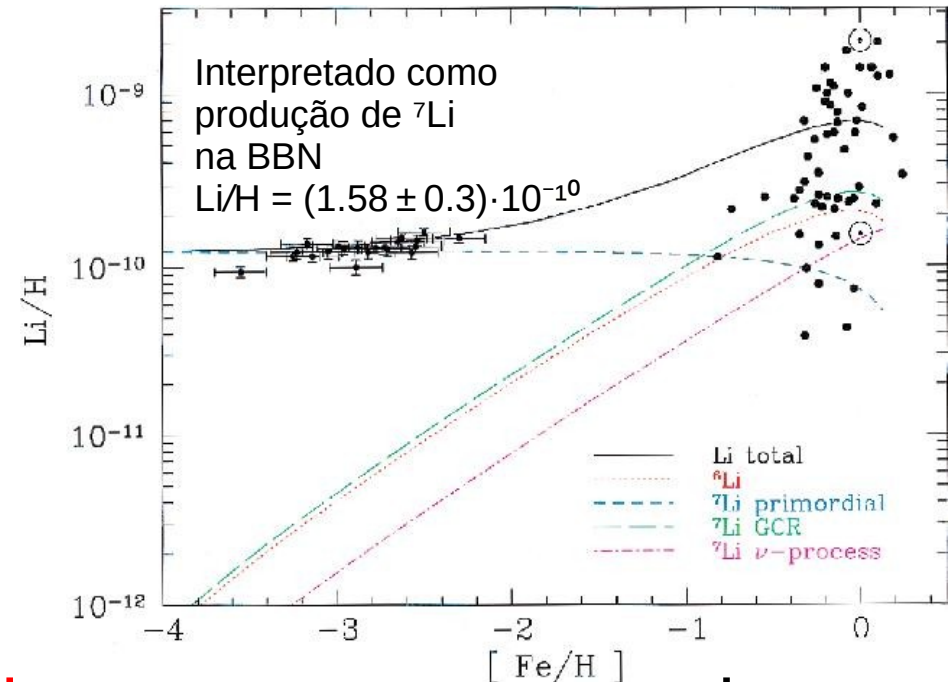
Abundâncias dos Elementos Primordiais

Problema do Lítio

O único núcleo, cuja abundância **não** é bem **prevista** pelos cálculos é **${}^7\text{Li}$** .

Medidas nos espectros (i. e. na superfície) de **estrelas antigas** (de baixas metalicidade e massa) indicam **abundâncias menores** que previstas pela BBN, e independentes da metalicidade para valores abaixo de 10% da metalicidade solar.

Pode ser devido ao lítio ter "descido" pro interior das estrelas.



Abundâncias dos Elementos Primordiais

E por que os elementos mais pesados não foram formados já na época da nucleossíntese, logo depois do *Big Bang*?

Afinal, a **temperatura** era de 10^9 - 10^{12} K, bem **maior** do que a temperatura necessária para a **formação de carbono** pelo processo triplo α , 10^8 K.

Por que o processo triplo α é muito **lento**. Demora **dezenas de milhares de anos** para transformar um montante significativo de He em C.

Nos 5 minutos da **Época da Nucleossíntese**, **não houve tempo** pra isso.

Por outro lado, as **estrelas** vivem por **bilhões de anos**. O processo triplo α é considerado o gargalo da nucleossíntese no Universo.

Origem dos Elementos

=> ~98% dos átomos do Universo atual foram formados na **Época da Nucleossíntese** (1 ms - ~5 min depois do *Big Bang*)

=> **composição química primordial do Universo:**
H (~76%), He (23 a 24%), D (0.01%), Li (< 0.01%).

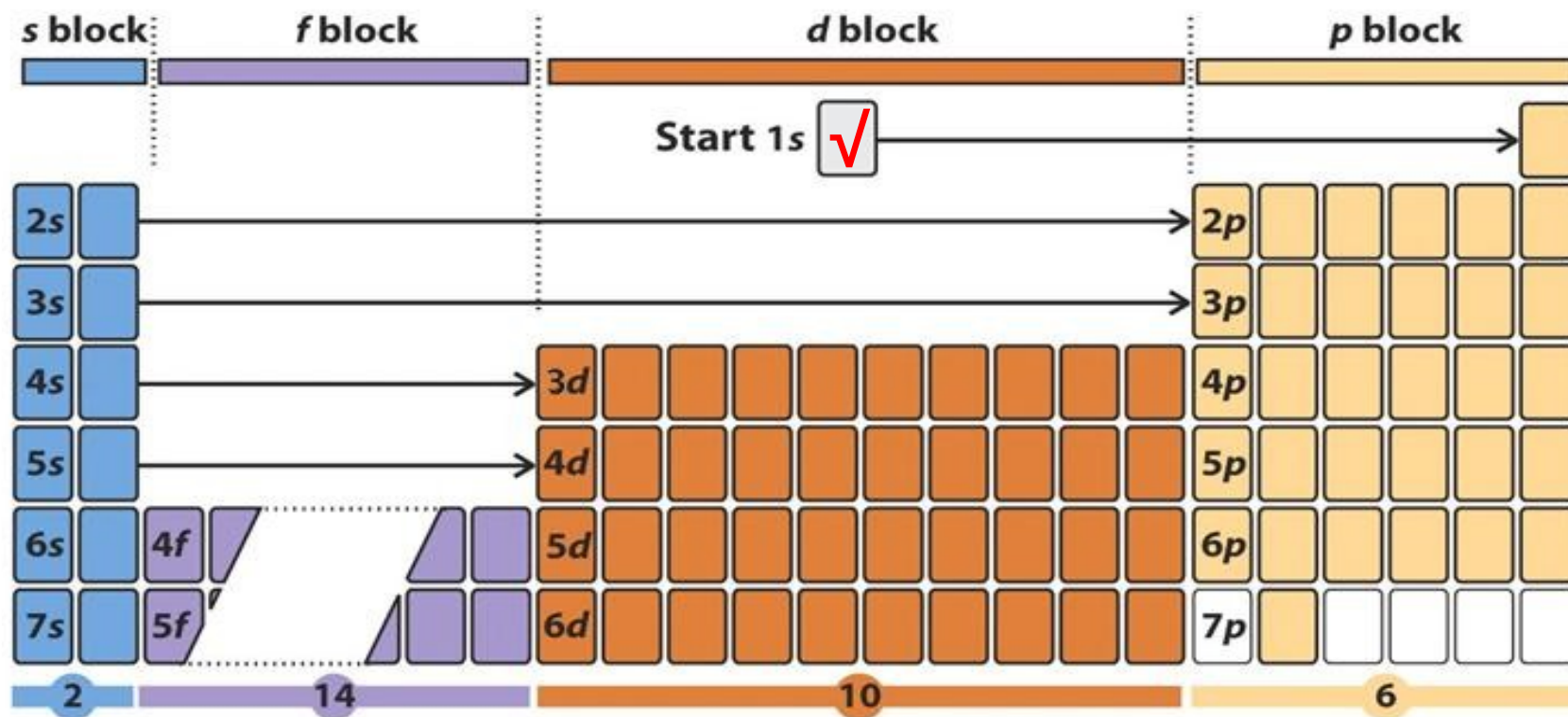
- Os outros 2%, ou seja todos os outros 105 elementos estáveis foram formados mais tarde por **fusão nuclear** em **Estrelas**, **Supernovas** e/ou **Surtos de Raios Gama**.

Exceção: **Lítio**, **Berílio** e **Boro** são **instáveis** a altas temperaturas e são destruídas no **interior** das **estrelas**. O pouquinho destes elementos que é observado vem de **colisões** de **Raios Cósmicos** com H e He no **meio interestelar**.

Formação dos Elementos

Elementos formados no decorrer do tempo:

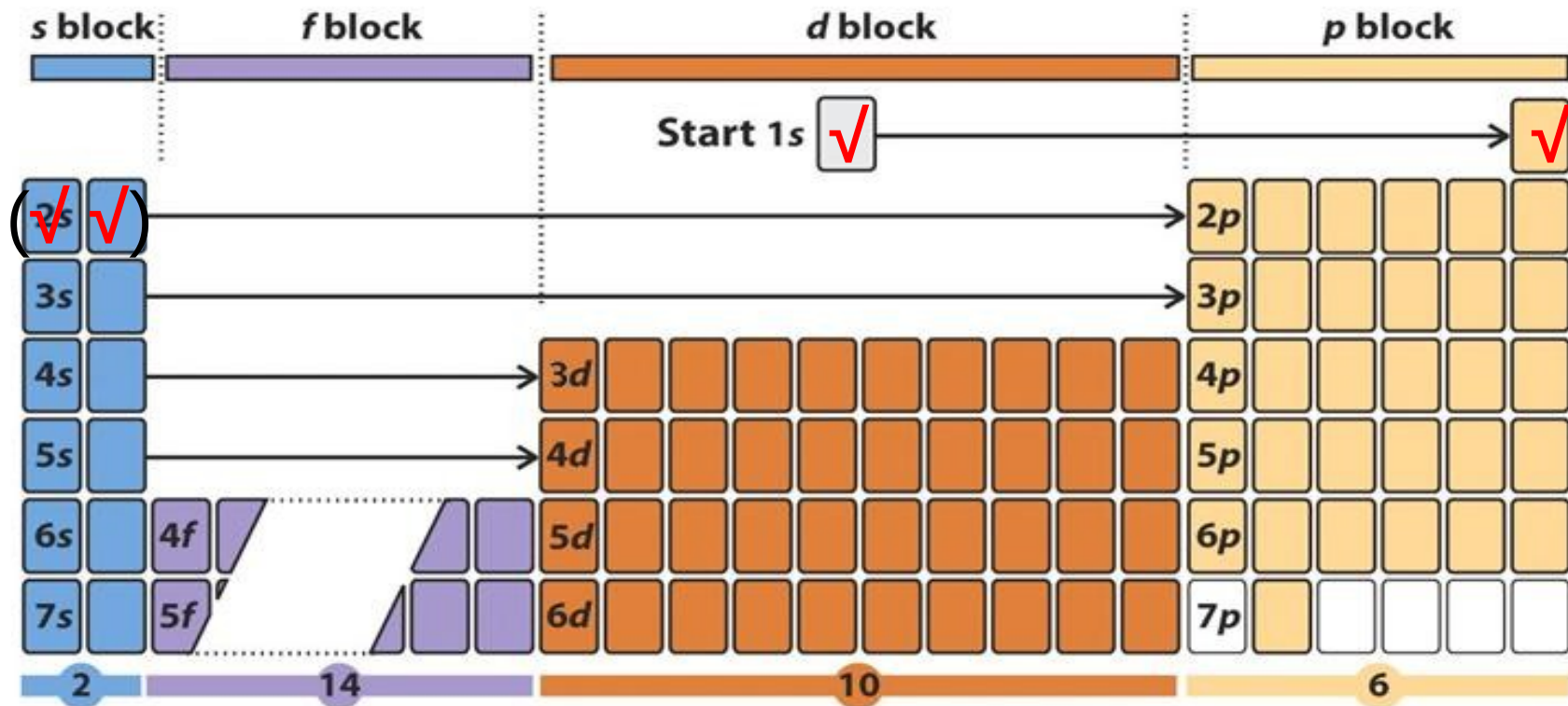
1. Época das partículas (até 1 ms)



Formação dos Elementos

Elementos formados no decorrer do tempo:

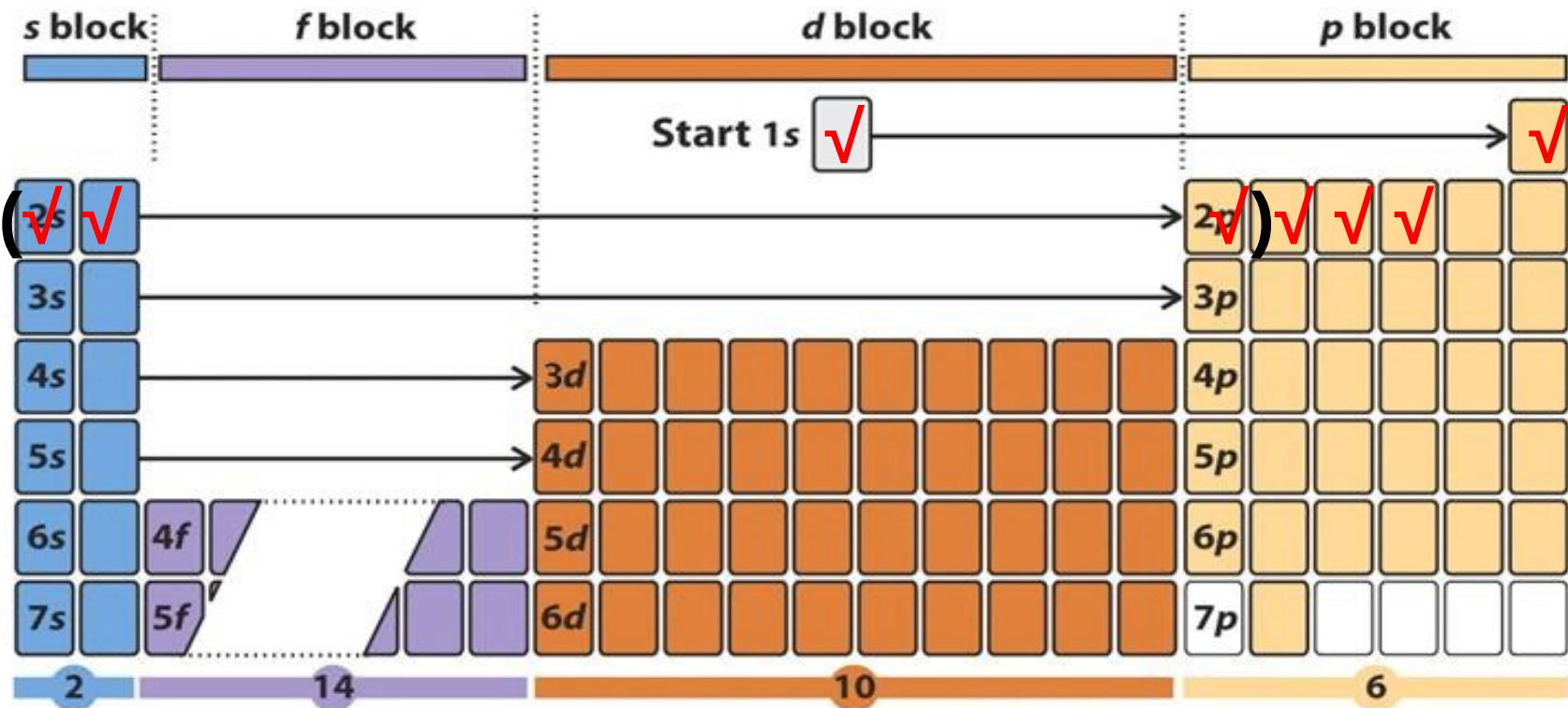
2. Época da Nucleossíntese Primordial (até 5 min)



Formação dos Elementos

Elementos formados no decorrer do tempo:

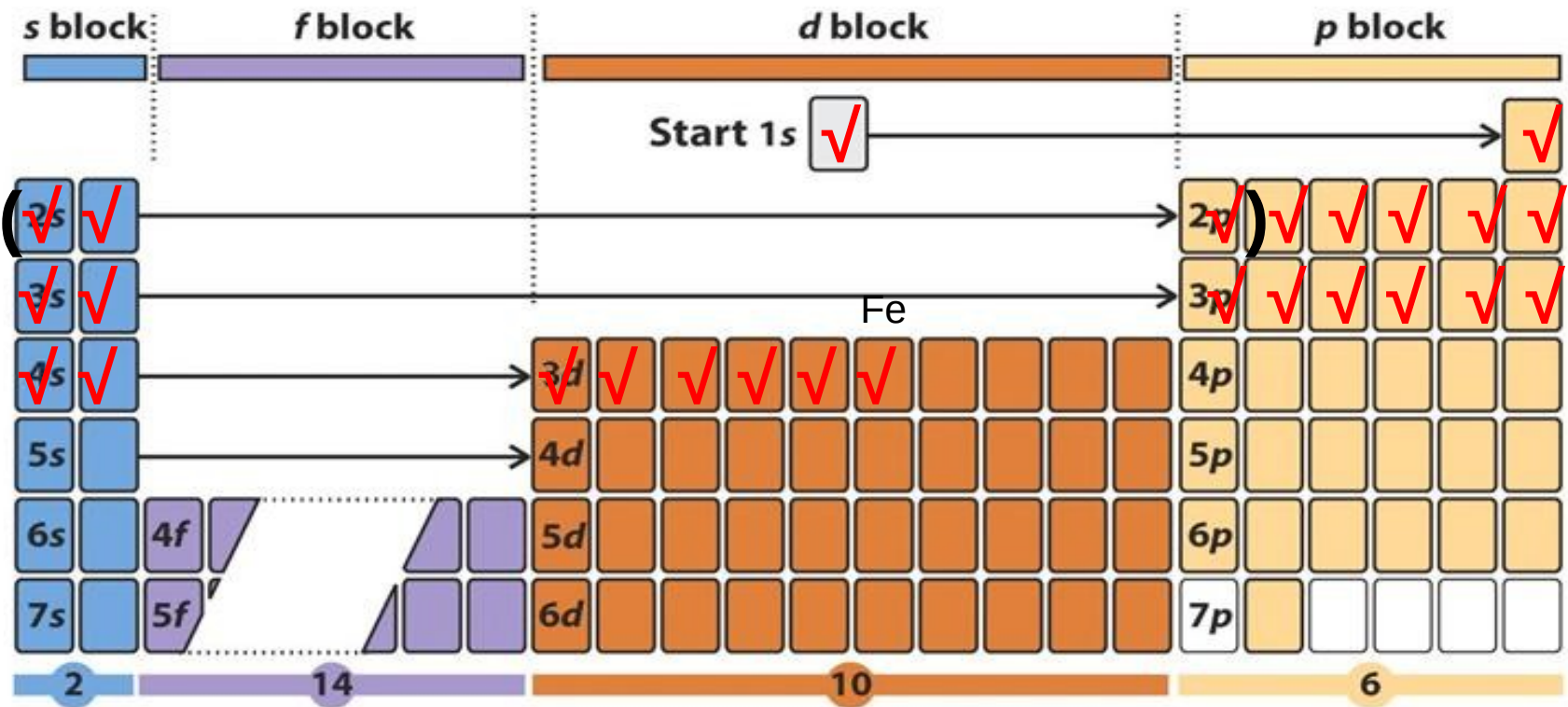
3. Em Estrelas de Baixa Massa



Formação dos Elementos

Elementos formados no decorrer do tempo:

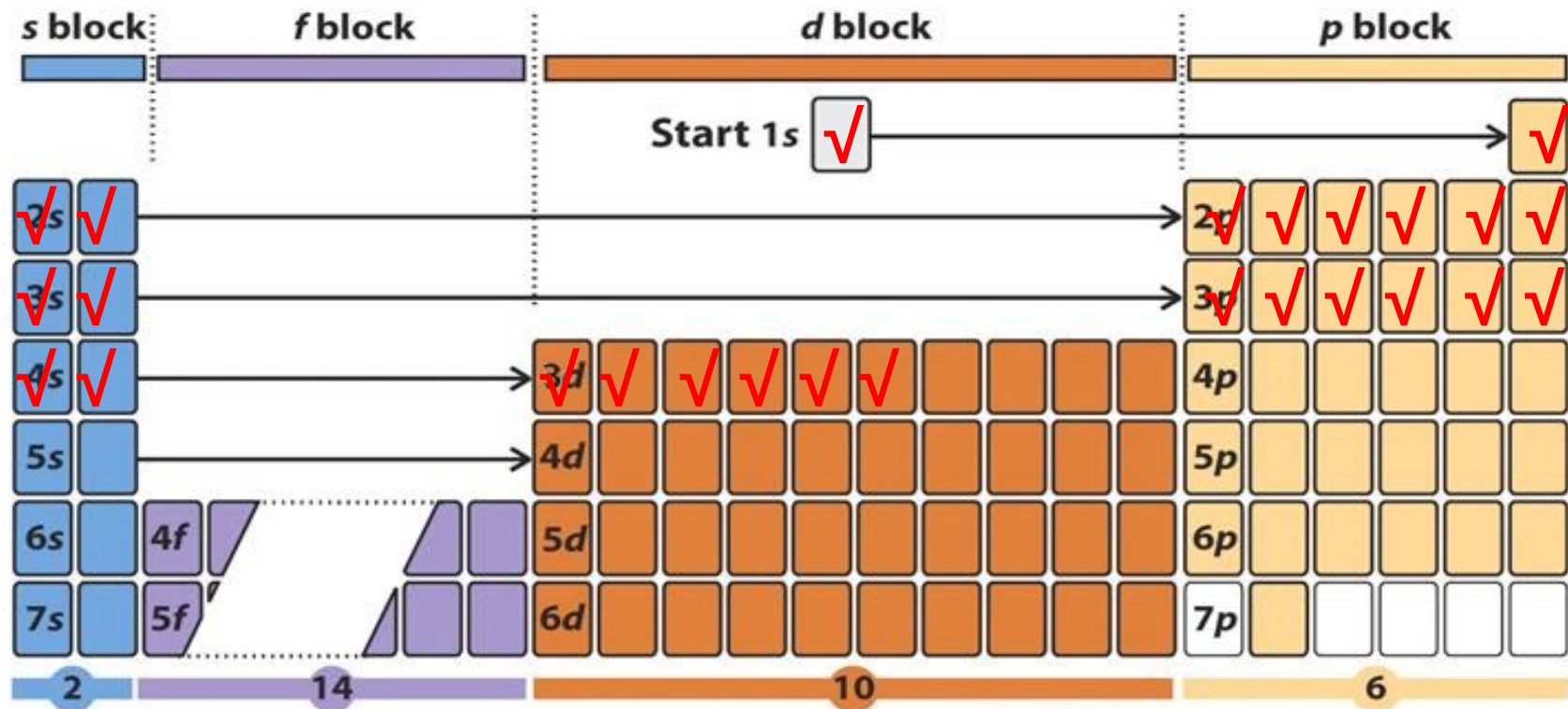
4. Em Estrelas de Massa Intermediária ou Alta



Formação dos Elementos

Elementos formados no decorrer do tempo:

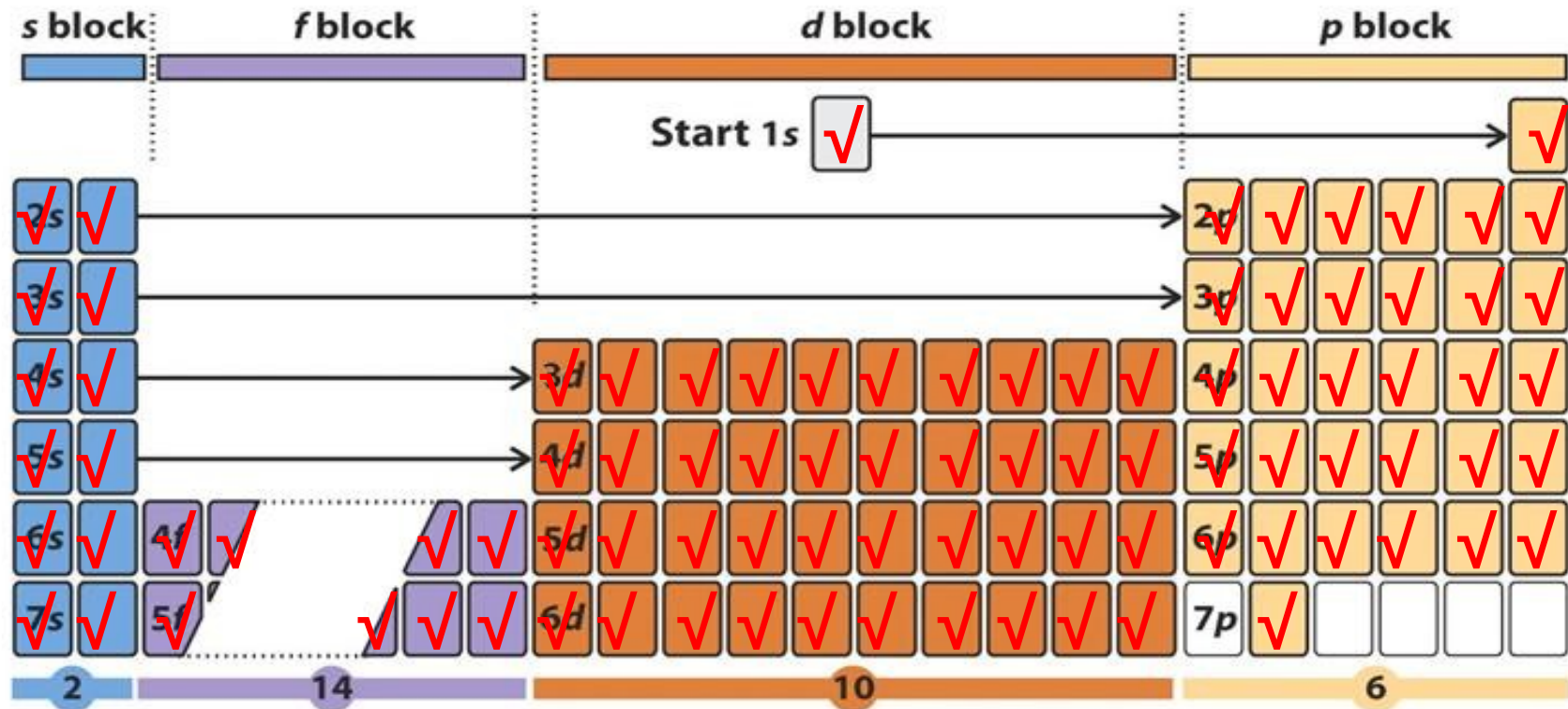
5. Em choques Raios Cósmicos - Matéria Interestelar



Formação dos Elementos

Elementos formados no decorrer do tempo:

6. Em Supernovas e Surtos de Raios Gama



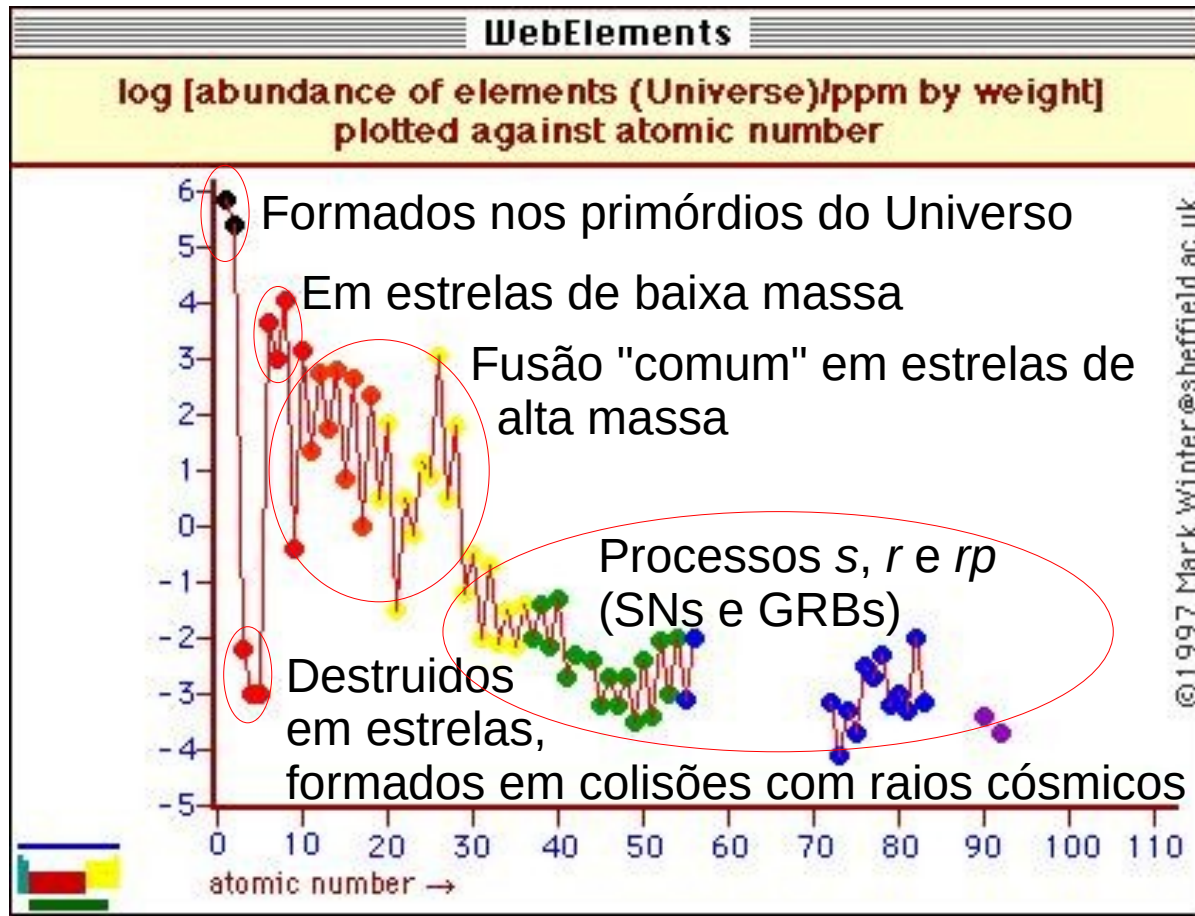
Formação dos Elementos

Elementos formados no decorrer do tempo:

		<div style="display: flex; justify-content: space-around; align-items: center;"> <div style="border: 1px solid black; padding: 5px; background-color: #d3d3d3;"> <table style="width: 100%; border-collapse: collapse;"> <tr> <td style="border: 1px solid black; padding: 5px; text-align: center;">B</td> <td style="padding: 5px;">Big Bang</td> <td style="border: 1px solid black; padding: 5px; text-align: center;">L</td> <td style="padding: 5px;">Large stars</td> <td style="border: 1px solid black; padding: 5px; text-align: center;">\$</td> <td style="padding: 5px;">Super-novae</td> </tr> <tr> <td style="border: 1px solid black; padding: 5px; text-align: center;">c</td> <td style="padding: 5px;">Cosmic rays</td> <td style="border: 1px solid black; padding: 5px; text-align: center;">s</td> <td style="padding: 5px;">Small stars</td> <td style="border: 1px solid black; padding: 5px; text-align: center;">M</td> <td style="padding: 5px;">Man-made</td> </tr> </table> </div> </div>																B	Big Bang	L	Large stars	\$	Super-novae	c	Cosmic rays	s	Small stars	M	Man-made		
B	Big Bang	L	Large stars	\$	Super-novae																										
c	Cosmic rays	s	Small stars	M	Man-made																										
H B																	He B														
Li c	Be c																	B c	C s L	N s L	O s L	F L	Ne s L								
Na L	Mg L																	Al \$ L	Si \$ L	P L	S s L	Cl L	Ar L								
K L	Ca L	Sc L	Ti \$ L	V \$ L	Cr L	Mn L	Fe \$ L	Co \$	Ni \$	Cu L	Zn L	Ga \$	Ge \$	As L	Se \$	Br \$	Kr \$														
Rb \$	Sr L	Y L	Zr L	Nb L	Mo \$ L	Tc L	Ru \$ L	Rh \$	Pd \$ L	Ag \$ L	Cd \$ L	In \$ L	Sn \$ L	Sb \$	Te \$	I \$	Xe \$														
Cs \$	Ba L			Hf \$ L	Ta \$ L	W \$ L	Re \$	Os \$	Ir \$	Pt \$	Au \$	Hg \$ L	Tl \$ L	Pb \$	Bi \$	Po \$	At \$	Rn \$													
Fr \$	Ra \$																														
		La L	Ce L	Pr \$ L	Nd \$ L	Pm \$ L	Sm \$ L	Eu \$	Gd \$	Tb \$	Dy \$	Ho \$	Er \$	Tm \$	Yb \$ L	Lu \$															
		Ac \$	Th \$	Pa \$	U \$	Np \$	Pu \$	Am M	Cm M	Bk M	Cf M	Es M	Fm M	Md M	No M	Lr M															

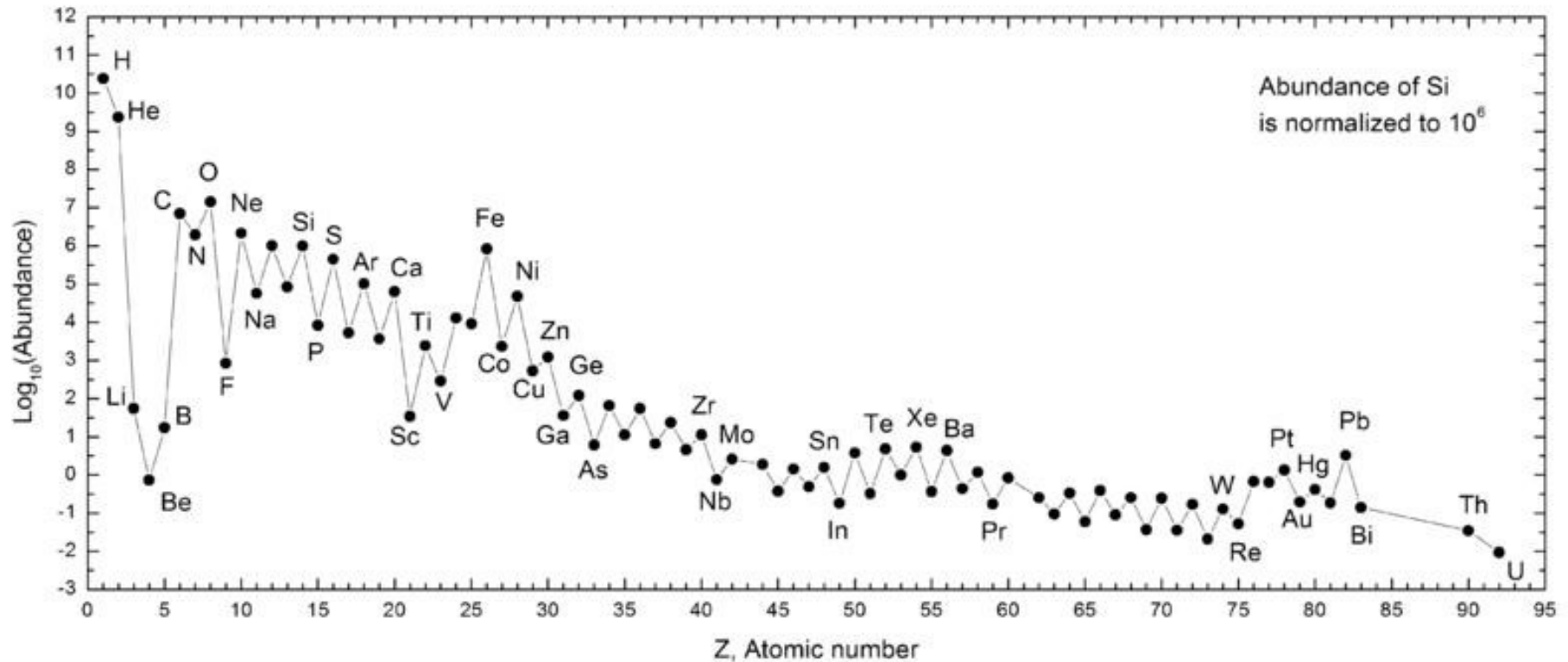
Formação dos Elementos

Abundâncias dos Elementos no Universo



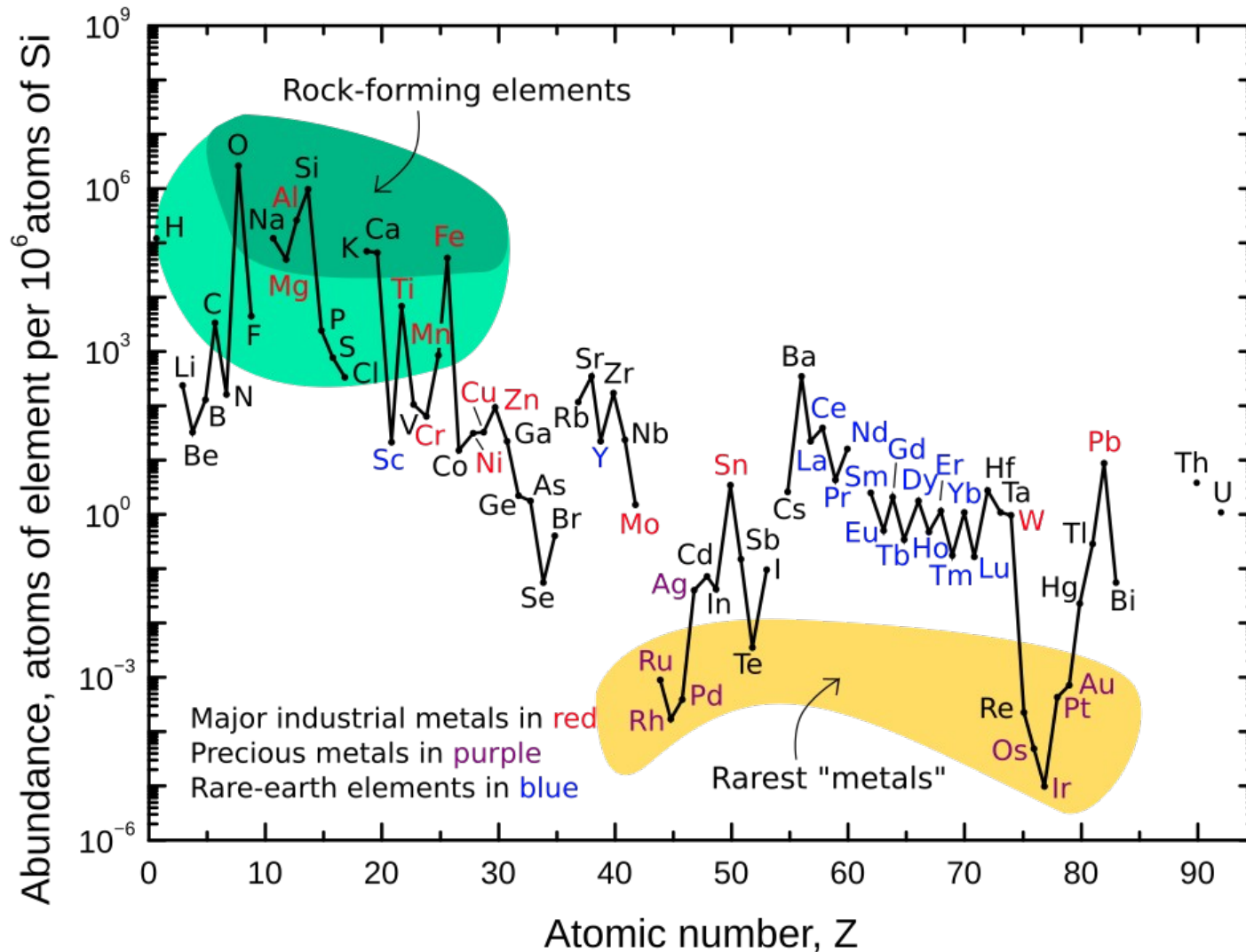
Formação dos Elementos

Abundâncias dos Elementos no Sistema Solar



Formação dos Elementos

Abundâncias dos Elementos na Terra



Nucleossíntese Primordial

Pesquisa Atual

- Detectar o **Fundo de Neutrinos**
- Resolver o **problema do lítio**
- Melhorar a precisão das previsões para equivalerem às das observações
- Testar a **física** do **Universo primordial**:
É o instante mais no passado no Universo para o qual, em princípio, conhecemos toda a física envolvida
 - diferenças com as previsões podem indicar física nova



Universidade Federal do ABC

Introdução à Cosmologia

FIM PRA HOJE

