

# Lecture VIII

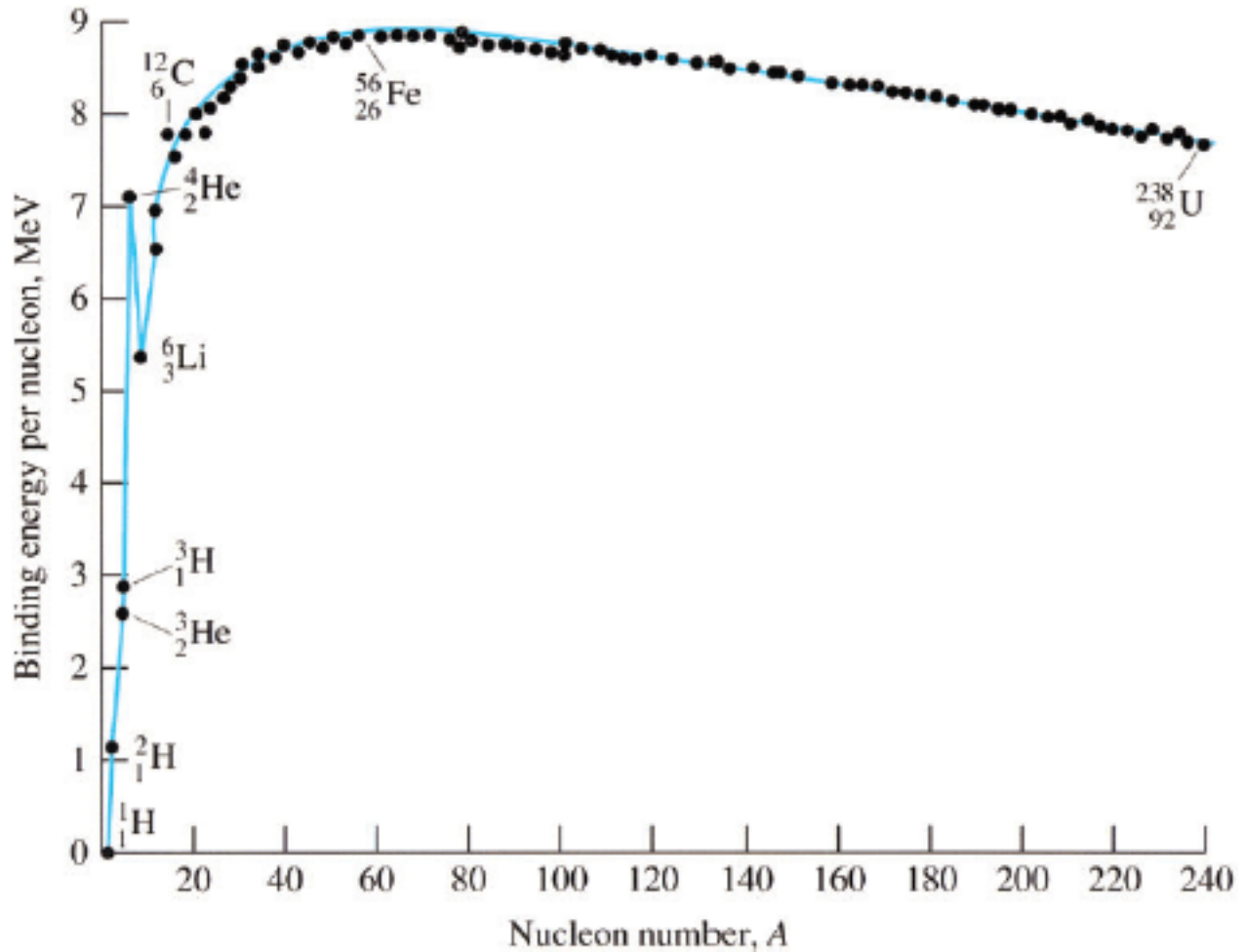
May 23, 2016

## 0.1 Nukleosyntéza: Původ lehkých prvků

Nyní je ten správný čas položit si otázku, kde se ve vesmíru vzali lehké prvky. Budeme se tedy bavit o době po Velkém Třesku, kdy ve vesmíru dominovala hmota ve formě záření, která postupně chladla, přestala být dominantní a chladla až do dnešní doby. Typická energie fotonu tedy postupně klesala od hodnoty  $E_{\text{mean}} \approx 10^{28} \text{ eV}$  až do současné  $E_{\text{mean},0} = 6.10^{-4} \text{ eV}$ , což je obrovský rozsah energie. V předchozích výpočtech týkajících se reliktní záření jsme se zabývali procesem fotoionizace a rekombinace vodíku, přičemž ionizační energie vodíku je  $Q = 13.6 \text{ eV}$ . Tedy v atomové fyzice, popisující atomární procesy je typickým řádem energie cca.  $\sim 10 \text{ eV}$ .

Naproti tomu nukleární fyzika popisující procesy v jádře nukleu a zabývá se procesy na vyšších energiích. Atomové jádro obsahují  $Z \geq 1$  protonů a  $N \geq 0$  neutronů. Celkový počet nukleonů, tedy protonů a neutronů nám udává hmotnostní číslo  $A = Z + N$ . Jako příklad můžeme uvést vodík  $\text{H}$ , který má  $Z = 1, A = 1$ , deutérium které má  $Z = 1, A = 2$  nebo hélium s  $Z = 2, A = 4$ .

Vazebná energie B jádra udává energii nutnou k rozdělení jádra na jednotlivé části, tedy protony a neutrony. Jinými slovy, je to energie uvolněná při fúzi jádra z individuálních protonů a neutronů. Například pokud svážeme do jádra neutron a proton (vznikne tak deutérium) uvolní energie  $B_D = 2.22 \text{ MeV}$



Vazebná energie na nukleon  $B/A$  v závislosti na atomovém čísle je uvedena na předchozím obrázku. Z něho je patrné, že se budeme zabývat energiemi na škále  $\sim 10$  MeV. Nejsilněji vázané je jádro železa  ${}^{56}\text{Fe}$  a  ${}^{62}\text{Ni}$ . Jádra lehčí než železo mohou uvolňovat energii jadernou fúzí, zatímco jádra těžší než železo uvolňují energii štěpením.

### 0.1.1 Vodík a Hélium

V raných fázích vesmír obsahoval protony a neutrony v tepelné rovnováze ve vysokých energiích. Jak vesmír chladl situace se pomalu ale jistě měnila. Je důležité si uvědomit několik věcí

- Protony jsou lehčí než neutrony ( $m_p c^2 = 938.3 \text{ MeV}$ ;  $m_n c^2 = 939.6 \text{ MeV}$ )
- Volné neutrony nejsou stabilní ale rozpadají se na proton s poměrně dlouhým poločasem rozpadu  $t_{\text{half}} = 614 \text{ s}$

Podívejme se detailněji na dobu rané fáze vesmíru, kdy byla jeho teplota příliš vysoká, aby se formovali jádra prvků ale dostatečně nízká na to, abychom mohli považovat neutrony a protony za nerelativistické (tedy platilo  $k_B \ll m_p c^2$ ). Částice se nacházely v rovnováze a tak jejich číselná hustota je dána Maxwellovým-Boltzmanovým rozdělením

$$N \propto m^{3/2} \exp\left(-\frac{mc^2}{k_B T}\right)$$

Poměr hustoty neutronů a protonů je tak určen

$$\frac{N_n}{N_p} = \left(\frac{m_n}{m_p}\right)^{3/2} \exp\left[-\frac{(m_n - m_p)c^2}{k_B T}\right]$$

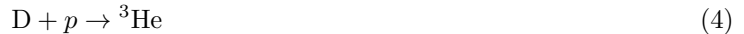
Z této podmínky jednoduše plyne, že dokud bude teplota vesmíru  $k_B T \gg (m_n - m_p)c^2$  větší než rozdíl energií obou částic, bude počet neutronů a protonů téměř identický. Interakce je zajištěna pomocí reakcí



Reakce probíhají velmi rychle až do doby  $k_B T \simeq 0.5$  MeV. poté je již stává nepodstatnou a počet protonů a neutronů tak zůstává zafixován na hodnotě

$$\frac{N_n}{N_p} \simeq \exp\left(-\frac{1.3 \text{ MeV}}{0.8 \text{ MeV}}\right) \simeq \frac{1}{5}$$

Od tohoto okamžiku se poměr měnil jen v důsledku přirozeného rozpadu neutronu. S rostoucím časem se teplota vesmíru dále zmenšovala, až došla k hodnotě cca 0.1 MeV, při které docházelo ke slučování jader. Podstatné reakce které umožnily vznik lehčích jader byly především



kde v obvyklém značení je  $D$  deutérium a  $He$  značí helium. Opačný proces, během kterého dochází k rozbití jader se stává méně a méně účinný s chladnutím vesmíru. Doba než vesmír ochladl teploty odpovídající energii 0.8 MeV na energii 0.1 MeV není úplně zanedbatelná a proces rozpadu neutronu je potřeba započítat. Abychom mohli odhadnout kolik neutronů se rozpadlo, je zapotřebí odhadnout stáří vesmíru v době kdy se formovali jádra, což činilo zhruba  $t_{\text{nuclei}} = 400$  s, velmi blízko poloviční době rozpadu  $t_{\text{half}} = 614$  s. Rozpad neutronu redukuje číselnou hustotu faktorem  $\exp(-\ln 2(t_{\text{nuc}}/t_{\text{half}}))$ , což dává

$$\frac{N_n}{N_p} \simeq \frac{1}{5} \exp\left(-\frac{400 \ln 2}{614}\right) \simeq \frac{1}{8}$$

Je zajímavé že poločas rozpadu je srovnatelný s dobou potřebnou ke vzniku jader, pokud by poločas rozpadu byl mnohem menší, pak by se do této doby všechny neutrony rozpadly a ve vesmíru by se tak zformoval jenom vodík. Nejpočetněji je ve vesmíru zastoupen vodík a helium-4. První proto, že ve vesmíru není dostatek neutronů aby se zachytili v jádře a druhý proto, že se jedná o nejstabilnější lehký prvek. Každé helium obsahuje 2 neutrony (vodík žádný) z čehož plyne, že číselné zastoupení helium-4 je

$$N_{\text{He}} = N_n/2$$

Jádro helium-4 má hmotnost zhruba 4 protonů, tedy hmotnostní zlomek je

$$Y_4 \simeq \frac{4N_{\text{He}}}{N_n + N_p} \simeq \frac{2N_n}{N_n + N_p} \sim 0.22$$

Tímto jednoduchým výpočtem jsme dospěli k odhadu, že zhruba 0.22% procent baryonové hmoty ve vesmíru je tvořena heliem-4

### 0.1.2 Pozorování

Abundance vodíku a helia, podobně jako dalších lehkých prvků ve vesmíru je možné určit z pozorování. Je to velmi důležitý test teorie Velkého Třesku. Dva nejdůležitější parametry ovlivňují abundanci těchto prvků

- Početní zastoupení neutrin. Přestože neutrina mají zanedbatelnou hmotnost, výrazným způsobem ovlivňují expanzi a s tím související vztah mezi teplotou a časem. Tedy i dosažení rovnováhy probíhajících jaderných reakcí. Ve standardním modelu je započtena existence tří typů neutrin.
- Hustota baryonové hmoty ve vesmíru, ze které jsou složeny prvky. Změna hustoty baryonové hmoty vede ke změnám v počtu zformovaných jader. Určení hmotnostního parametru  $\Omega_B$  je tedy extrémně důležité.

Abundance vodíku, helia a dalších lehčích prvků predikovaných teorií Velkého Třesku je na znázorněna níže uvedeném obrázku. Srovnání s pozorováním je možné pouze v omezeném rozsahu  $0.016 \leq \Omega_B h^2 \leq 0.024$ . Nejpřesnější měření je stanovení abundance deutéria z měření absorpce světla kvazaru skrze primordiální plynové mračna. Tloušťka čar na obrázku odpovídá neurčitosti hodnot.

In [ ]:

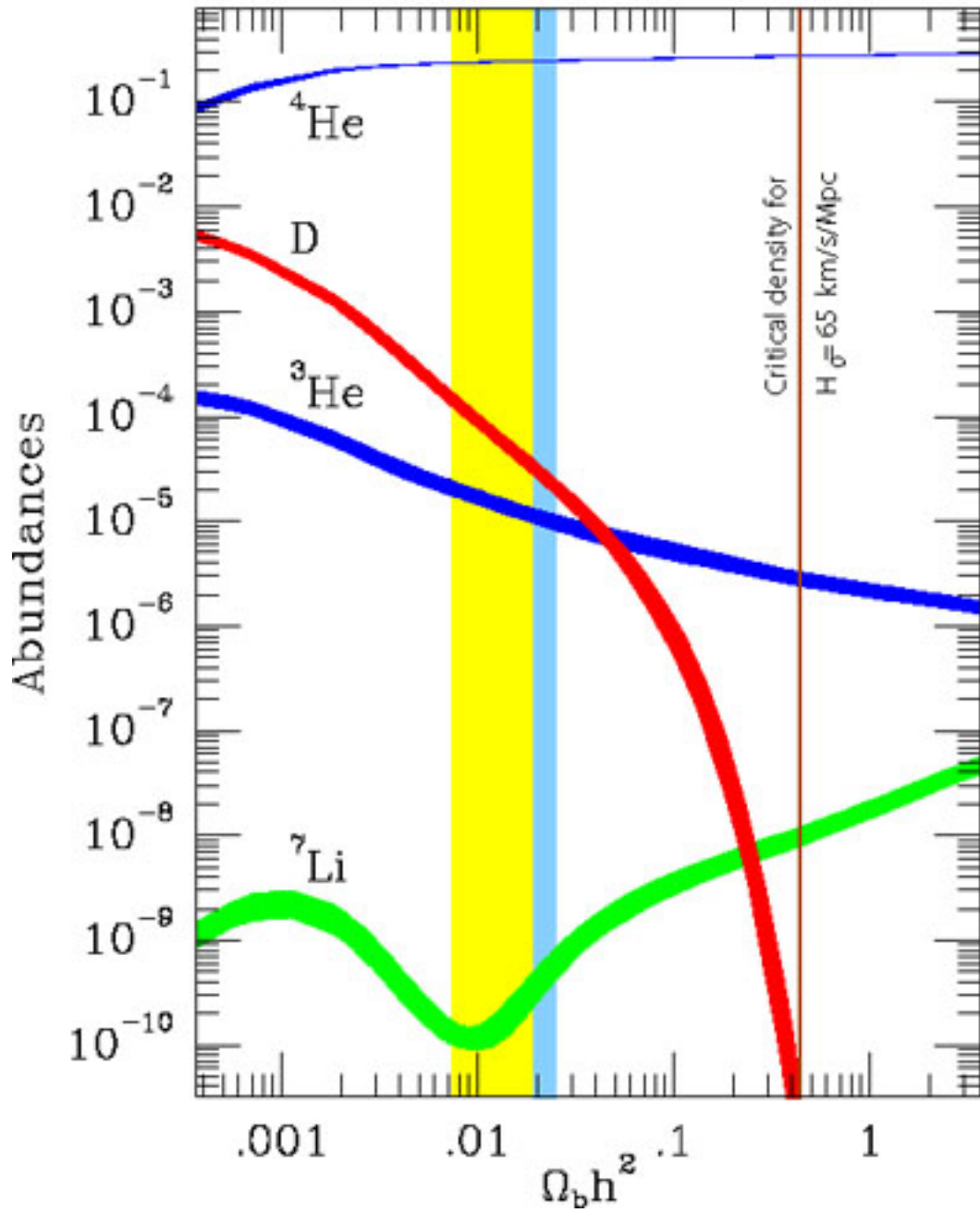


Figure 1: abundance.jpg