

Primordijalna nukleosinteza

Marko Mićić

10. Maj 2014.

1 Uvod

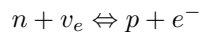
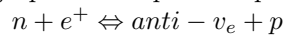
Primordijalna nukleosinteza (naziva se i Big Bang nukleosinteza) predstavlja sintezu lakih jezgara, ^2H , ^4He i ^7Li kao i radioaktivnih izotopa ^3H i ^7Be . Svi ostali elementi teži od litijuma nastali su dosta kasnije procesom stelarne nukleosinteze. Primordijalna nukleosinteza je jedan od tri dokaza za model velikog praska, zajedno sa sirenjem svemira i kosmičkim pozadinskim zračenjem. Naime, prisustvo ovih elemenata su nam jak dokaz da je svemir jednom davno bio dosta topliji i gušći nego što je to slučaj danas, dakle dok su postojali uslovi za odigravanje nuklearnih reakcija [1]. Vazno je pomena i to da je dugo vremena primordijalna nukleosinteza bila od velike važnosti za određivanje barjonske gustine svemira. Danas se ovaj parametar izvodi iz anizotropnosti kosmičkog mikrotalasnog pozadinskog zračenja. Obično se uvodi broj fotona po barjonu, η koja je konstantna tokom sirenja i važi sledeća relacija $\Omega_B * h^2 = 3.65 * 10^{-7} \eta$ [2], gde je h Hablova konstanta a Ω_B kolicnik barjonske i kritične gustine, a kritična gustina je data kao $\rho_{0,c} = \frac{3h^2}{8\pi G}$ i ovi izrazi rezultiraju barjonskom gustinom svemira koja se tek neznatno razlikuje od one prvobitno izmerene pa je tako broj slobodnih parametara u standardnoj primordijalnoj nukleosintezi nula pa na racunanje zastupljenosti elemenata gotovo da nema faktora koji mogu da izazovu nepravilnosti pa bi se moglo reci da su dalji radovi na ovu temu besmisleni ali i pored odlicnog slaganja teorije i posmatranja za sve emente kod litijuma se javlja neobjasnjeno veliko odstupanje. Pored vec pomenutih elemenata pronadjeni su i tragovi ^6Li , ^9Be , ^{11}B i CNO kao produkata primordijalne nukleosinteze. Standardna teorija predvidja zastupljenosti H, D, ^3He , ^4He i ^7Be kao funkciju jednog kosmološkog parametra a to je barjon foton odnos [3].

2 Karakteristike

Postoje dve vazne karakteristike ove teorije a to su da je proces zapoceo pri temperaturi od 116 gigakelvina a završio se pri temperaturi oko 1,16 gigakelvina [4], a druga je da je ovaj proces obuhvatio citav univerzum [5]. Kao sto je vec receno ključni parametar za racunanje efekata primordijalne nukleosinteze je broj fotona po barjonu. Ovaj parametar nam omogucava da odredimo uslove pri kojima se odigrala primordijalna nukleosinteza. Zastupljenosti elemenata prema masi je 75% H, 25% ^4He , 0,01% D i tragovi litijuma i berilijuma reda velicine 10^{-10} . Pronadjeni su i tragovi bora u nekim starim zvezdama pa se postavlja pitanje da li je nesto bora stvoreno ovim procesom iako teorija to ne predvidja [6].

2.1 Odnos neutrona i protona

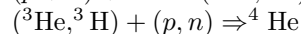
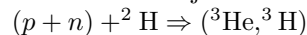
Neutroni mogu da reaguju sa pozitronima i elektronskim neutrinima da formiraju protone i sporedne produkte na sledece nacine:



Ove reakcije se desavaju dok temperatura ne dostigne vrednost od $T=0.7$ MeV [7] i to je "freeze out" temperatura, u tom trenutku odnos neutrona i protona je 1/7 i skoro svi neutroni koji postoje nakon "freeze out-a" zavravaju tako sto formiraju ${}^4\text{He}$ jer je on izuzetno stabilan. Prema tome masa ${}^4\text{He}$ je oko 25% sto je u skladu sa posmatranjima.

2.2 Odnos fotona i barjona

Vaze sledece reakcije:



Ocigledno da je krajnji produkt ${}^4\text{He}$ i da je prisustvo deuterijuma indirektno povezano sa odnosom fotona i barjona. Dakle sto je taj odnos veci vise deuterijuma ce biti pretvoreno u ${}^4\text{He}$ i to deuterijum cini jako korisnim alatom za merenje tog odnosa [8].

3 Proces

Zapoceo nekoliko neposredno nakon velikog praska kada se svemir dovoljno ohladio dozvoljavajuci deuterijumu da prezivi udare visokoenergetskih fotona. Na pocetku procesa odnos protona i neutrona je bio 7:1. Slobodni neutroni i protoni su manje stabilni od helijuma pa zato imaju tendenciju da ga formiraju ali formiranje helijuma zahteva medjukorak, a to je formiranje deuterijuma. Problem u vezi sa deuterijom je taj sto dok je temperatura dovoljno visoka mnogi fotoni imaju energiju koja je veca od energije veze deuterijuma pa tako sav deuterijum biva unisten. Dakle formiranje helijuma je odloženo do trenutka kada svemir dostigne temperaturu od 0,1 MeV kada dolazi do ekspanzije stvaranja elemenata ali ni to ne traje dugo jer ubrzo nakon toga svemir se ohladio toliko da nijedna nuklearna fuzija nije mogla da se odigra. U tom trenutku elementarne zastupljenosti elemenata su bile skoro fiksirane a jedine promene odnosile su se na radioaktivni raspad nekih produkata primordijalne nukleosinteze [9]. Sema ovih procesa prikazana je na slici 1.

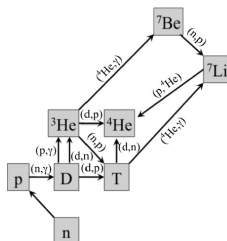


Figure 1: Nuklearne reakcije

Dakle deuterijum je odigrao ključnu ulogu u ostvarivanju primordijalne nukleosinteze, ako je previše deuterijuma stvoreno onda usled manjka slobodnih neutrona ne dolazi do daljeg stvaranja teških elemenata, a ako je malo deuterijuma stvoreno onda nedostaje važan faktor u daljoj fuziji [10]. Veoma važan faktor u teoriji je to što nema stabilnih elemenata sa $A=5$ i $A=8$ pa je zbog toga očekivano smanjenje u intenzitetu ovog procesa kod $A=4$ i $A=7$. Takođe može se i zaključiti da količina deuterijuma prvo raste pa se onda smanjuje zbog toga što se koristi u stvaranju helijuma. Helijum koji je stabilan na kraju "prvog lanca" ($A=5$) će biti prisutan u velikim količinama zbog toga što svi prethodni elementi vode ka formiranju a malo je verovatno da helijum reaguje sa neutronima i protonima i ode na $A=6$ [11]. Prisustvo litijuma i berilijuma će biti izuzetno malo u odnosu na ostale.

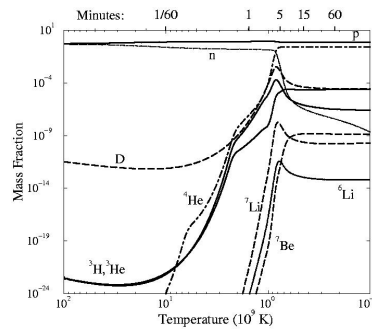


Figure 2: Zastupljenost elemenata kao funkcija temperature za $\eta = 5,1 * 10^{-10}$, *Nollet&Burles(1999)*

Najlakša procena je za helijum, svi preostali neutroni nakon "freeze out-a" će se utrositi na stvaranje helijuma zbog stabilnosti tako da procena mase helijuma zavisi od odnosa protona i neutrona a već je pomenuto da je taj odnos 7:1, pa će da bi se formirao helijum biti potrebno 16 čestica a helijum se sastoji od dva protona i neutrona pa se može zaključiti da je udeo mase helijuma oko 0,25.

4 Elementi

4.1 ${}^4\text{He}$

Velika količina helijuma omogućava njegovo precizno merenje na raznim lokacijama, ali helijum se proizvodi i u zvezdama pa su za precizno merenje pogodne lokacije sa malo zvezda. Najbolje procene zastupljenosti primordijalnog helijuma dolaze iz posmatranja jonizovanog gasa koji okružuje vruće mlade zvezde a dolaze iz posmatranja jasnije emisije linija pobudjenih od strane fotona koji potiču sa obližnjih zvezda [12]. Teorija predviđa 25% He po masi (princip računanja već objasnjen). Helijum je veoma stabilan jer niti se raspada niti se kombinuje u cilju stvaranja teških jezgara. Na svakih 16 nukleona (7 protona i 2 neutrona) 4 će formirati helijum što znači da na 1 helijum ide 12 vodonika što rezultira udelom mase helijuma od 25% a 8% prema broju atoma.

4.2 ^3He

Primordijalna zastuplenost ^3He nije izmerena. Rood, Steigman & Tinsley [13] su pretpostavili da bi zvezde male mase trebale da proizvode dosta ^3He a kasnije je merenjima i potvrđeno povećano prisustvo ^3He u planetarnim maglinama. Presolarna i trenutna zastuplenost ^3He je slična [14] što je u kontradikciji sa očekivanjima iz nepoznatih razloga [15] [16]. Predloženo je [17] da nejasnoće u vezi sa količinom unisteneog D mogu zaobici koristeći sumu $\text{D} + ^3\text{He}$ zato što unisteni D postaje ^3He . Stoga, primordijalna suma $\text{D} + ^3\text{He}$ bi trebala biti manja od danasnje jer je dodatna količina ^3He proizvedena u zvezdama. Problem sa ovim scenariom je taj što bi količina ^3He trebala da se povećava vremenom što nije slučaj što implicira da neke zvezde unistavaju ^3He [18]. Balsaer [19] je 1999. godine objavio rad o četrnaestogodišnjem merenju ^3He u galaktičkim H II regionima. Koristeći model strukture gustine gasa našao je da je odnos $^3\text{He}/\text{H} = 1.6 \times 10^{-5}$.

4.3 D

Deuterijum je u neku ruku suprotnost helijumu, jer je helijum stabilan, a deuterijum se lako unistava. Nukleosinteza nije pretvorila kompletan deuterijum u helijum. Količina deuterijuma je osetljiva na početne uslove. Nisu poznati procesi nakon primordijalne nukleosinteze koji su mogli da proizvedu značajne količine deuterijuma [20]. Veoma je teško "pronaci" proces koji može da stvara deuterijum pored nuklearne fuzije jer bi takav proces zahtevao temperaturu dovoljnu da stvori deuterijum ali ne dovoljno visoku da nastane helijum i nakon nekoliko minuta bi morao da se ohladi do temperatura na kojima se ne desavaju nuklearne reakcije. Takođe i mogućnost proizvodnje deuterijuma fisijom nije realna.

4.4 Li

Litijum je posmatran u solarnom sistemu, atmosferama raznih zvezda, kao i u međuzvezdanoj materiji [21]. Tokom nukleosinteze litijum formiran u obliku ^7Li i ^6Li [22], proizvedene su male količine. Starije zvezde imaju manje litijuma nego što bi trebale, a neke mlađe imaju više. Manjak litijuma kod starih zvezda se objašnjava tako što se u unutrašnjosti on unistava [23]. U mlađim zvezdama se litijum proizvodi ali se pri sudaru sa protonom na temperaturama većim od 2,4 miliona stepeni razlaze na dva helijuma [24]. Veliki izazov teorije primordijalne nukleosinteze predstavlja neslaganje u predviđanju količine ^7Li . Teorija predviđa tri puta veću količinu ^7Li od one koja je posmatrana u atmosferama starih zvezda. U cilju spasavanja teorije neki teoretičari su predložili da postoji mehanizam koji transportuje litijum u unutrašnjost gde nam nije dostupan posmatranju. ^6Li takođe predstavlja problem posto teorija predviđa da je ^6Li proizveden u zanemarljivim količinama ali on je prisutan u količinama koje je moguće detektovati. Jednostavan odgovor je da nije bilo velikog praska. Onda se prisustvo litijuma može u potpunosti objasniti stelarnom nukleosintezom ili kroz partenogenetičku transmutaciju elemenata koja je su slaganju sa subkvantnom kinetičkom kosmologijom [25].

4.5 Be

Standardna teorija primordijalne nukleosinteze predviđa zastupljenost berilijuma od ${}^9\text{Be}/H < 10^{-17}$ što je nekoliko redova velicina manje od količine koju je moguće posmatrati [26]. Berilijum se stvara u međuzvezdanoj sredini kada kosmički zraci na C, N i O jezgra a uništavaju se u zvezdama.

5 Istorija teorije

Cetrdesetih godina fizicar Gamow i njegov student Alpher su se bavili termodinamikom ranog univerzuma. Oni su shvatili da se nukleosinteza mogla odigrati u tom periodu ali oni su isli produkciji svih elemenata ne samo lakih. Njihov rad je originalno trebao da se zove Alpher i Gamow, ali je Gamow dopisao i Betheovo ime (Bethe je bio iznenađen kada je čuo da je pomenut kao autor) pa su autori tada onda bili Alpher, Bethe, Gamow što podseca na početna slova grčkog alfa-beta. Medjutim pedesetih i šezdesetih godina dominantna teorija koja se ticala proizvodnje hemijskih elemenata bila je rad naučnika G. Burbidge, M. Burbidge, Fowler i Hoyle. BBFH, kako je kasnije bila poznata ova teorija, predviđala je da su svi elementi stvoreni ili u unutrašnjosti zvezda ili u eksplozijama supernovih. Teorija je imala relativan uspeh ali i niz nedostataka. Teorija je predviđala da je zastupljenost helijuma mala ako su zvezdane nuklearne reakcije njihov jedini izvor ali posmatranja su pokazivala da je 25% helijuma, mnogo više nego što je teorija predviđala. Drugi problem je sa deuterijumom jer se on ne može stvoriti u unutrašnjostima zvezda, sasvim suprotno, on se tamo uništava. Zahvaljujući pionirskom radu Gamowa i njegovih saradnika danas postoji zadovoljavajuća teorija formiranja elemenata. Sedamdesetih teorija je bila na velikom iskusenju jer gustina barjona predviđena teorijom je bila znatno manja od posmatrane mase što je kasnije objašnjeno prisustvom tamne materije.

6 Formiranje tezih elemenata

Primordijalna nukleosinteza nije proizvela elemente teže od berilijuma. U zvezdama je to prevaziđeno trostrukom kolizijom ${}^4\text{He}$ koji proizvode C (tri-alfa proces) ali ovaj proces je previše spor i traje hiljadama godina da helijum stvori značajne količine ugljenika tako da nije imao nikakvog udela tokom velikog praska. Stelarna nukleosinteza [27] je proces koji objašnjava formiranje elemenata u zvezdama. Zvezde evoluiraju sa promenama zastupljenosti elemenata u njihovim unutrašnjostima. Zvezde gube veliki deo svoje mase u eksplozijama kada izbacuju u međuzvezdani prostor velike količine elemenata teži od helijuma. Termin supernova nukleosinteza se koristi da se opiše kreacija elemenata tokom eksplozija. 1920. Edington je prvi predložio da zvezde dobijaju energiju od nuklearne fuzije vodonika u helijum. 1928. Gamow je izveo Gamow faktor, kvantno-mehaničku formulu koja daje verovatnoću dovodjenja dva jezgra dovoljno blizu da nuklearne sile nadjačaju Kulonovu barijeru. 1939. Bete [28] je analizirao različite načine za fuziju vodonika u helijum. Odabrao je dva procesa za koje je verovao da su izvori energije u zvezdama, to su proton-proton lanac (figure 3) koji je dominantan izvor energije za zvezde slične Suncu a drugi je CNO ciklus (figure 4) za masivne zvezde

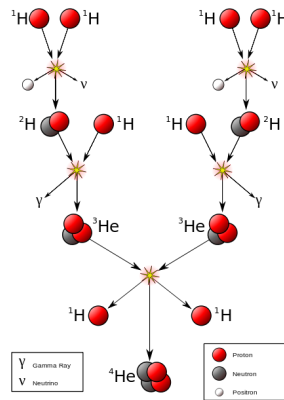


Figure 3: p-p lanac

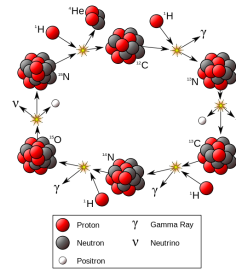


Figure 4: CNO ciklus

Tek je Hoyle [29] 1946. predložio da će u vrelim jezgrima doći do stvaranja gvozdja. 1954. je objavio rad [30] koji objašnjavao napredne fuzije i taj rad je dominantan u polju stelarne nukleosinteze.

6.1 p-p lanac

Jedan od nekoliko načina kojim zvezde vrše fuziju vodonika u helijum, karakterističan za zvezde mase slične Suncu ili manje. P-P fuzija može da se odigra ukoliko je temperatura dovoljna da protoni savladaju međusobno elektrostatičko odbijanje [30]. Sunce i dalje sija jer su ove reakcije sporog karaktera. [31]

6.2 CNO ciklus

Takođe način za fuziju vodonika u helijum, karakterističan za zvezde koje su veće od sunca [32]. P-p lanac startuje na 4×10^6 a CNO ciklus na 15 MK. Na 17 MK postaje dominantan izvor energije [33]. Temperatura u Sunčevom jezgru je 15,7 MK pa stoga CNO ciklus ima jako mali udeo u fuziji helijuma [32]. Četiri protona se fuzionisu koristeći izotope ugljenika, azota i kiseonika kao katalizatore, formiraju alfa česticu dva pozitrona i dva elektronska neutrina. Pozitroni se anihiliraju sa elektronima a energija se oslobadja u vidu gama zraka, neutrino beži iz zvezde a proces se ponavlja.

6.3 Tri-alfa proces

Niz reakcija kojima se tri helijuma fuzionisu u ugljenik[34].Kada zvezda potrosi helijum jezgro pocinje da kolapsira dok temperatura ne dostigne $10^8 K$.U ovom trenutku He se brze fuzionise nego sto se njihov produkt Be raspada na dva He.Dolazi do stvaranja znacajne kolicine Be, a zatim Be reaguje sa He i formira C[35].Dosta vremena je potrebno da bi se proizvela znacajna kolcina C.Moze da se dogodi da C izvrsi fuziju sa He i da se dobije O.Dolazi do stvaranja velikih kolicina C i O ali mali deo ucestvuje u stvaranju Ne i tezih elemenata.Proces fuzije ne ide dalje od Ni, tezi elementi nastaju zahvatom neutrona[36].Postoje spori zahvati neutron,s-proces i brzi zahvati neutrona,r-proces.

6.4 S-proces

Proces kojim se stvaraju jezgra teza od Fe.Zahvaceni neutron beta-minus raspadom stvori proton[37].

6.5 R-proces

Desava se u supernovama i odgovoran je za stvaranje polovine atomskih jezgara tezih od Fe[38].

6.6 Rp-proces

Rapid proton capture process.Predstavlja uzastopne zahvate protona u cilju stvaranja tezih jezgara.Pretpostavlja se da je najtezi element koji moze da se stvori ovim procesom telurijum ciji je atomski broj 105[39].

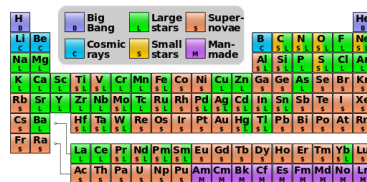


Figure 5: Poreklo elemenata

7 Zakljucak

Teorija primordijalne nukleosinteze predstavlja veliki uspeh jer je teorija prihvacena i postoje podudaranja teorije i posmatranja sto nam daje informaciju o pouzdanosti posmatranja.Rani pokusaji ukljucivanja fizike u matematički model sirenja svemira su vodili do razumevanja proces kreacije elemenata.Jednostavnost teorije se ogleda u tome sto kolicine helijuma,litijuma i deuterijuma zavise od jednog slobodnog parametra η , njihove kolicine su merene u gasu koji nije pod uticajem zvezdanih procesa i i brojevi su skoro podudarni sa primordijalnim kolicinama.

8 Reference

- [1] Turner,M.S.(1999.),“The Proc. of Particle Phys. and the Universe”
- [2] Kirkman,D.; Tytler,D.; Suzuki,N.; O’Meara,J.; Lubin,D.(2003.)” The Cosmological Baryon Density from the Deuterium-to-Hydrogen Ratio”
- [3] Kolb,E.W.,Turner,M.S.(1990.),“The Early Universe”
- [4] Doglov,A.D.(2002.), ”Big Bang :Nucleosynthesis.”
- [5] Grupen,C.(2005.), ”Big Bang Nucleosynthesis.”
- [6]”Hubble Observations Bring Some Surprises”. The New York Times. 14.1.1992.
- [7]Steigman,G.(2007.), ”Primordial Nucleosynthesis in the Precision Cosmology Era”
- [8] Massa,C.(2003.),”Photon-to-baryon ratio in the universe and time - dependent cosmological term”
- [9] Bertulani,C. (2013.), ”Nuclei in the Cosos”
- [10]Weiss,A.(2007.),”Equilibrium and change: The physics behind Big Bang Nucleosynthesis”
- [11] Topper,B. (2008.),”The emergence of elements in the universe”
- [12]Jakobsen,P.,Boksenberg,A., Deharveng,J.M.,Greenfield,P., Jedrzejewski,R., Paresce,F.(1994.), ”Detection of intergalactic ionized helium absorption in a high-redshift quasar”
- [13]Rood,R.T.;Steigman,G.;Tinsley,B.M (1976.),”Stellar production as a source of He-3 in the interstellar medium”
- [14]Gloeckler,G., Geiss,J.(1976.),”Abundance of He-3 in the local interstellar cloud”
- [15]Galli,D.,Palla,F.,Ferrini,F. ,Penco,U.(1995.),”Galactic evolution of D and He-3”
- [16]Olive,K.A. et al.(1995.),”What is the problem with He-3”
- [17]Yang,J.,Turner,M.S., Steigman,G.,Schramm,D.N.,Olive,K.A.(1984.),”Primordial nucleosynthesis : a critical comparison of theory and observation”
- [18]Rood,T.R., Bania,T.,Wilson,J.(1992.),”Detection of helium-3 in a planetary nebula”
- [19]Balsler,D.S.,Bania,T.M., Rood,R.T., Wilson,T.L(1992.),”He-3 in the Milky Way Interstellar Medium: Abundance Determinations”
- [20]Cooke,R.; Pettini,M.; Jorgenson,R.; Murphy,M.; Steidel,C.(2014.),”Precision Measures of the Primordial Abundance of Deuterium”
- [21]Arnould,M.,Forestini,F.(1989.), “Nuclear Astrophysics, Reports in Progress in Physics,”
- [22]Boesgaard,A.M.,Steigman,G. (1985.),”Big bang nucleosynthesis – Theories and observations”.
- [23]Cain,F. (2006.), ”Why Old Stars Seem to Lack Lithium”
- [24]Emsley,J. (2001.),”Nature’s Building Blocks.”
- [25]Israelian,G. (2012.),”Cosmology: The lithium problem”
- [26]Thomas,D., Schramm,D., Olive,K., Fields,B.,(1993.),”Primordial nucleosyn-

thesis and the abundances of beryllium and boron”

[27] Clayton, D. (1968.) ”Principles of stellar Evolution and Nucleosynthesis”

[28] Hoyle, F. (1946.), ”The synthesis of the elements from hydrogen”

[29] Hoyle, F. (1954.), ”Synthesis of the elements between carbon and nickel”

[30] Ishfaq, A. (1971.), ”The Proton type-nuclear fission reaction”

[31] Krane, K. (1987.), ”Introductory Nuclear Physics”

[32] Salaris, M., Cassisi, S. (2005.), ”Evolution of stars and stellar populations”

[33] Schuler, S.C., King, J.R., The, L.-S. (2009.), ”Stellar Nucleosynthesis in the Hyades Open Cluster”

[34] Ostlie, D.A., Carroll, B.W. (2007.) ”An Introduction to Modern Stellar Astrophysics”

[35] Audia, G., Bersillon, O., Blachot, J., Wapstrac, A.H. (2001.), ”Evaluation of nuclear and decay properties”

[36] Carroll, B., Ostlie, D. (2003.), ”An Introduction to Modern Astrophysics.”

[37] Clayton, D.D., Rassbach, M.E. (1967), ”Termination of the s-process”

[38] Seeger, P.A., Fowler, W.A., Clayton, D.D. (1965.), ”Nucleosynthesis of heavy elements by neutron capture”

[39] Schatz, H., Aprahamian, Barnard, L., Bildsten, A., Cumming, M., Ouellette, T., Rauscher, F.-K., Thielemann, M. (2001). ”End Point of the rp Process on Accreting Neutron Stars”