

# JEDRSKI PROCESI V ZVEZDAH

JAN GOSPODARIČ

Fakulteta za matematiko in fiziko  
Univerza v Ljubljani

Članek vsebuje opis jedrskih reakcij v zvezdah ter kako in pod kakšnimi pogoji ti procesi potekajo. Jedrnato je povezana evolucija zvezd z reakcijami v njihovi notranjosti. Članek je osredotočen tudi na pogostnost pojavljanja elementov v vesolju in razloge za njihove nastanke. Obravnavani so tudi elementi, ki niso rezultat zlivanja jeder, temveč zajema nevtronov.

## NUCLEAR PROCESSES IN STARS

The article includes a description of nuclear reactions in stars and how and under what conditions these processes take place. The evolution of stars is concise associated with reactions in their interior. The article also focused on the frequency of occurrence of elements in the universe and the reasons for their occurrence. Also discussed are the elements which are not the result of fusion of nuclei, but capture of neutrons.

### 1. Uvod

Človek je v vsej svoji zgodovini častil Sonce, saj se je zavedal, kako pomembni sta njegova svetloba in toplota. Sodobna znanost pa je dokazala, da življenje na Zemlji ne obstaja samo zaradi našega Sonca, temveč tudi zaradi drugih, že dolgo ugaslih zvezd. Zemljo sestavlja pepel zvezd, ki so dolgo svetile in ugasnile pred milijardami let. Za razumevanje tega dejstva pa je treba najprej pojasniti, zakaj zvezde sijajo in kako so nastali elementi. To sta zgodbi, ki sta povezani z jedrsko fiziko. Kaj so jedrske reakcije, kaj jih sproži, kako potekajo? Evolucija zvezde je zelo odvisna od jedrskih reakcij. Zato se bomo sprehodili skozi življenja različnih zvezd ter pogledali, kaj se dogaja v njihovi notranjosti. Ker je večina elementov nastala v zvezdah, bomo podrobneje analizirali tudi njihov nastanek in poiskali odgovor na vprašanje, zakaj je v vesolju nekaterih elementov več, nekaterih manj.

### 2. Jedrske reakcije

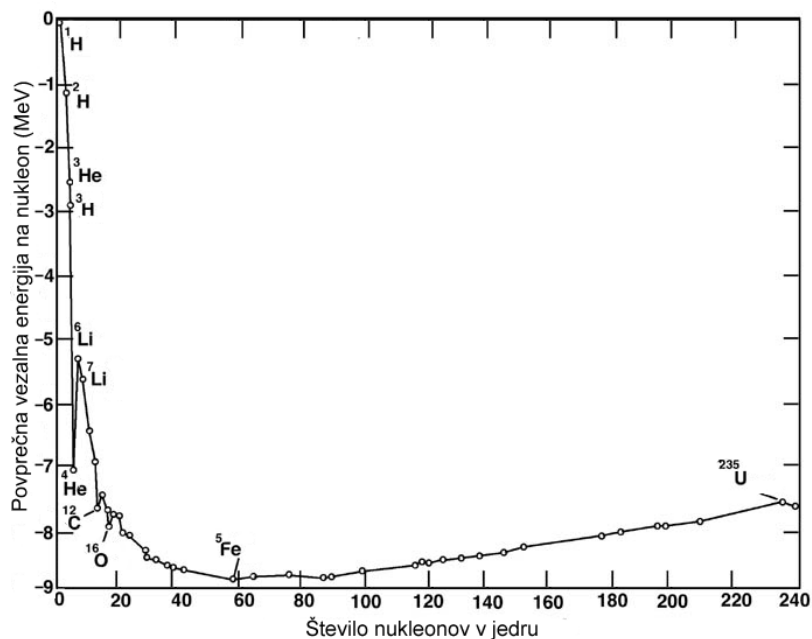
Zvezde proizvajajo veliko energije. Od kod ta energija izvira, so se dolgo spraševali. Zdaj je znano, da je energija produkt termonuklearnih reakcij, ki se odvijajo v notranjosti zvezd. Te jedrske reakcije ne zagotavljajo zvezdam le energije, prav tako vodijo do sprememb v kemijski sestavi ter notranji strukturi, ki sta glavna vzroka za evolucijo zvezd. V tem poglavju bomo opisali, kako nastane ta energija ter pod kakšnimi pogoji potekajo termonuklearne reakcije v notranjosti zvezd.

#### 2.1 Tvorba jeder

Fuzija je reakcija, pri kateri se vsaj dve lahki jedri združita v težje. Med sintezo se del mase pretvori v energijo, ki jo lahko izračunamo z Einsteinovo enačbo za razmerje energije in mase

$$E = mc^2. \quad (1)$$

Čeprav se pretvori majhen delež mase, je količina proizvedene energije velika. Za ilustracijo vzemimo pretvorbo dveh protonov ter nevtronov v helijevo atomsko jedro  ${}^4_2\text{He}$  [1]. V enotah  $u$ , ki je atomska masa in znaša  $1.6605 \times 10^{-27} \text{ kg}$ , je masa dveh protonov  $2 \times 1.0078m_u$ , masa dveh nevtronov pa  $2 \times 1.0087m_u$ . Vsota obeh je  $4.0330m_u$ . Po reakciji ima atomsko jedro  ${}^4_2\text{He}$  maso  $4.0026u$ . Vidimo, da se je med fuzijo v energijo pretvorilo  $0.0304u$  mase. Po enačbi (1) to predstavlja  $28.296 \text{ MeV}$ .



**Slika 1.** Izmerjene specifične vezavne energije stabilnih elementov glede na število nukleonov  $A$ . Slika je predelana iz vira [2].

Če omenjeno energijo primerjamo z energijo, ki se sprosti pri združitvi enega atoma ogljika z dvema atomoma kisika v ogljikov dioksid (gorenje), ki je  $4\text{eV}$ , vidimo, da je slednja kar šestmilijonkrat manjša.

Energija, ki se sprosti pri fuziji posameznih nukleonov v jedro, se imenuje vezavna energija atomskega jedra. Za opis jeter uporabljamo masno število  $A$ , ki je število vseh nukleonov, in vrstno število  $Z$ , ki je število vseh protonov. Vezavno energijo za atom z maso  $m(A, Z)$ , ki ima  $A$  nukleonov in  $Z$  protonov, izračunamo po enačbi [1]:

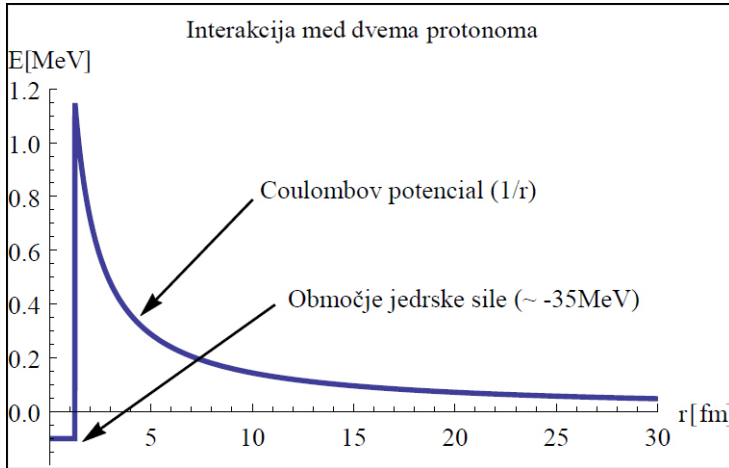
$$E_b(A, Z) = m(A, Z)c^2 - Zm_p c^2 - (A - Z)m_n c^2, \quad (2)$$

kjer je  $m_p$  masa protona,  $m_n$  pa masa nevtrona. Bolj ko je vezavna energija negativna, bolj stabilno je jedro. Če delimo vezavno energijo z masnim številom  $A$ , dobimo povprečno vezavno energijo na nukleon. Kakšne so povprečne vezavne energije na nukleon oz. specifične vezavne energije za vsak stabilni element, nam prikazuje slika 1. Vidimo, da je vezavna energija najvišja pri najlažjih in pri najtežjih atomih, najmanjša pa pri atomih, ki imajo masno število  $A$  med 40 in 80. Najnižje povprečne vezavne energije na nukleon dobimo okoli železa  ${}^{56}_{26}\text{Fe}$ , kjer znaša  $8,5\text{MeV}$  [1]. Očitno je, da imajo za relativno majhne vrednosti  $A$  (manjše kot 56) nekatera jedra nižje specifične vezavne energije kot druga s podobnimi  $A$ . Med te spadata  ${}^4_2\text{He}$  in  ${}^{16}_8\text{O}$ , ki sta skupaj z  ${}^1_1\text{H}$  najpogostejša elementa v vesolju, vendar več o tem kasneje.

V tej nalogi bomo večinoma govorili o fuziji jeter z višjo specifično vezavno energijo v jedro z nižjo, kar se odvija v zvezdah. Ta proces je eksotermičen. Eksotermična je torej tudi fisija težjih jeter, katerih produkti imajo skupno nižjo specifično vezavno energijo. Razvidno je, da lahko v zvezdah, kjer je velika večina reakcij eksotermnih, s fuzijo nastanejo jedra do  ${}^{56}_{26}\text{Fe}$  in jedra s podobnim  $A$ . Reakcije, ki pretvorijo  ${}^{56}_{26}\text{Fe}$  v druga jedra, so endotermne.

## 2.2 Termonuklearne reakcije

Preden se jedri zlijeta, se morata približati na razdaljo jedrske sile. Ta močna privlačna sila veže protone in nevtrone v novo jedro in je zelo kratkega dosega. Ta sila sega do jedrskega polmera, ki



**Slika 2.** Oblika krivulje potencialne energije ob jedrskih reakcijah med dvema protonoma. Najvišja vrednost Coulombovega potenciala je približno  $\approx Z_1 Z_2 \text{MeV}$ . [1]

je približno:

$$r_0 \approx A^{\frac{1}{3}} 1.1 \times 10^{-15} \text{m}. \quad (3)$$

Jedri atomov se morata torej "dotakniti". Če je razdalja večja, nabiti jedri odbija Coulombova sila, ki pa ima zelo dolg doseg. Slika 2 prikazuje obliko krivulje potencialne energije, ki bi jo jedro doživljalo ob bližanju drugemu jedru.

Relativna kinetični energija dveh delcev z nabojema  $Z_1 e_0$  in  $Z_2 e_0$  mora prekoračiti t.i. Coulombovo oviro, da prideta v področje jedrske sile. Coulombov potencial je:

$$E_{\text{coul}} = \frac{Z_1 Z_2 e_0^2}{4\pi\epsilon_0 r}. \quad (4)$$

Na razdalji  $r_0$  znaša energija Coulombove ovire  $\approx Z_1 Z_2 \text{ MeV}$ . Temperatura v Soncu je  $1,58 \times 10^7 \text{K}$  [3], torej je povprečna kinetična energija  $E_k = \frac{3}{2} k_b T$ , kar znaša približno  $\approx 10^3 \text{eV}$ . Ko se združita protona ( $Z_1 = Z_2 = 1$ ), potrebuje vsak približno 1 MeV energije, kar je tisočkrat več. Ker pa plin lahko opišemo z Maxwell-Boltzmannovo porazdelitvijo, ki nam omogoča izračun deleža molekul, ki imajo pri dani temperaturi določeno energijo, lahko izračunamo delež molekul, ki imajo zadostno energijo za fuzijo. Pri Sončevi temperaturi  $T$  opišemo delež atomov  $N_i/N$ , v tem primeru vodika, ki ima 1 MeV energije  $E$  [1], tako:

$$\frac{N_i}{N} = 2\sqrt{\frac{E}{\pi}} \left(\frac{1}{k_b T}\right)^{3/2} e^{-\frac{E_{\text{kin}}}{k_B T}} \approx 10^{-317}.$$

Očitno je, da na področju klasične fizike jedrskih reakcij pri takih temperaturah ni oziroma jih je zelo malo, premalo za obstoj zvezde. Vemo pa iz kvantne mehanike, da tudi ko je  $E_{\text{kin}} < E_{\text{coul}}$  obstaja verjetnost, da delci prodrejo skozi Coulombovo oviro oziroma tunelirajo skozi oviro. Verjetnost, da bo en delec z relativno energijo  $E_{\text{kin}}$  tuneliral skozi potencialno oviro drugega, lahko izračunamo po enačbi [1]:

$$P_{\text{coul}} = \frac{S(E)}{E} e^{-\frac{C}{\sqrt{E_{\text{kin}}}}}, \quad (5)$$

kjer je  $S(E)$  astrofizični faktor, ki je funkcija informacij obeh jeder. Prav tako tudi normalizira celotno funkcijo. Za večino reakcij se astrofizični faktor ne da teoretično izračunati, potrebno ga je izmeriti v laboratorijih. Konstanta  $C$  pa je:

$$C = \frac{4\pi Z_1 Z_2 e^2 \sqrt{m}}{\sqrt{2}\epsilon_0 h}.$$

Reducirano maso obeh delcev smo označili z  $m$ .

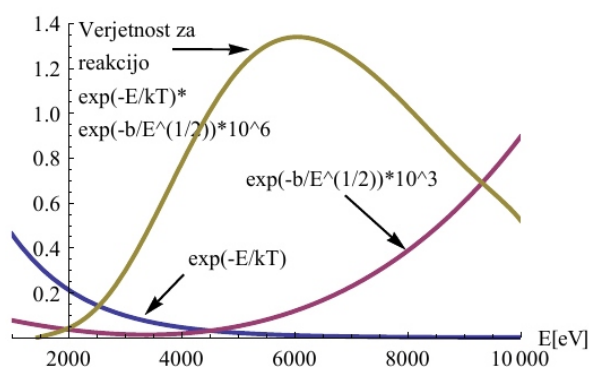
Množenje verjetnosti za tuneliranje in Maxwell-Boltzmannove porazdelitve nam da maksimum, ki ga imenujemo vrh Gamowa, energijsko regijo, kjer se zgodi največ reakcij. Vrh ima ime po Georgu Gamowu (1904-1968). Vrh krivulje je pri:

$$E_0 = \left(\frac{CkT}{2}\right)^{\frac{2}{3}},$$

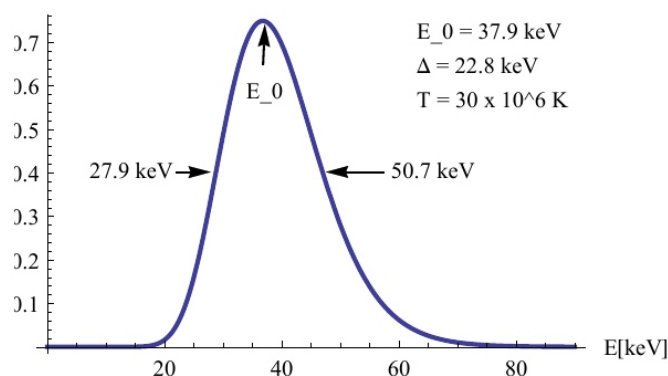
širina krivulje na polovični višini pa je enaka:

$$\Delta E = \frac{4}{\sqrt{3}} \frac{E_0^{\frac{5}{4}}}{C^{\frac{1}{2}}}.$$

Višina in širina vrha sta možno občutljivi na temperaturo. Pri reakciji med ogljikom  $C^{12}$  in protonom se pri manjšanju temperature za faktor dva verjetnost zmanjša milijonkrat.



**Slika 3.** Krivulja Gamowovega vrha za primer trka dveh protonov pri temperaturi  $1,58 \times 10^7$  K (Sonce), prikazana kot produkt krivulje Maxwellove porazdelitve, označene z modrim pripisom in krivulje verjetnosti za tuneliranje, označene z rdečim pripisom. Podatki iz vira[1].



**Slika 4.** Vrh Gamowa za reakcijo  $C^{12}(p,\gamma)N^{13}$ . Pri temperaturi  $30 \times 10^6$  K je energija, ki ustreza vrhu 37,9 keV. Podatki iz vira[1].

### 3. Jedrske reakcije skozi evolucijo zvezd

Jedrske reakcije so tesno povezane z evolucijo zvezd, saj reakcije določajo lastnosti zvezd. Čas in pot življenja zvezde sta odvisna od začetne mase. Uporabljali bomo enoto Sončeve mase, ki je enaka  $M_{\odot} = 1.2 \times 10^{37}$  kg.

#### 3.1 Zgodnja faza

Zvezde nastanejo iz velikih molekularskih oblakov, ki jih sestavljajo molekule plina (večinoma vodik) in zrnca prahu. Masivni molekularski oblak se zaradi gravitacijske nestabilnosti začne sesedati. Ker se oblak krči, se delci, ki ga sestavljajo, vedno bolj zaletavajo. Temperatura zgojitve se zato poveča. Večja kot je zgojitev, večjo temperaturo lahko v središču doseže. Sredi take zgojitve nastane zasnova nove zvezde, imenovana protozvezda, ki se še vedno krči. Protozvezda se razvije v približno desetih milijonih let ali več.

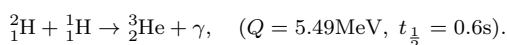
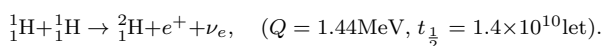
#### 3.2 Izgorevanje vodika

Če ima protozvezda maso, večjo od  $0.08M_{\odot}$ , sčasoma v njenem središču temperatura naraste na  $10^7$  K [4]. Pri tej temperaturi se začne faza izgorevanja vodika v helij (slika 6 in 7). Protozvezda

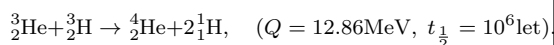
takrat preide na glavno vejo svojega življenja (main sequence) in postane zvezda. Masa zvezde v nadaljevanju pomeni maso zvezde ob vstopu na glavno vejo. Zvezda postane kvazistatična, ker je v hidrostatičnem ravnovesju. Izraz kvazistatična uporabimo zato, ker se ji notranjost seveda spreminja zaradi porabe vodika, ampak se ji sestava drastično ne spremeni. Da se v zvezdi vzpostavi to ravnovesje in se ne sesede zaradi gravitacijske sile, mora obstajati tlačni gradient  $dP/dr$ , kjer je  $r$  oddaljenost od središča [3]. Tlak je odvisen od temperature plina, povprečne molekularne mase ter gostote [3]. Pri temperaturi  $10^7\text{K}$  je fuzija med vodiki že tako verjetna in pogosta, da izgorevanje segreva jedro dovolj, da se zaradi višjega tlaka zvezda ne seseda. V zvezdi je vodik najpogostejši element (70%) [3], kar je eden od razlogov, da zvezda ostane na glavni veji večino svojega življenja, okoli 90%.

Lažje zvezde, imenovane rdeče pritlikavke ( $M = 0.075 - 0.50M_{\odot}$ ), kurijo vodik počasi in ostanejo na glavni veji po več 100 milijard let in dlje, medtem ko ogromne, težje kot  $40M_{\odot}$ , zapustijo glavno vejo že po par milijonih let. Naše Sonce in podobne zvezde pa ostanejo na njej okrog 10 milijard let. Čas v različnih fazah zvezd je obratno sorazmeren s tretjo potenco mase [5].

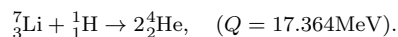
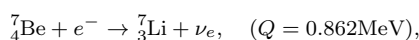
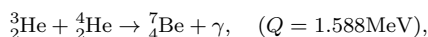
**Izgorevanje vodika (reakcija p-p):**



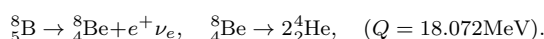
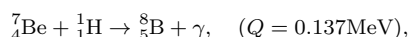
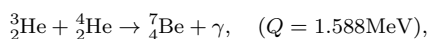
- ppI(69%):



- ppII(30.9%):

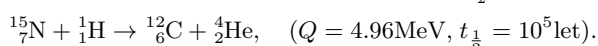
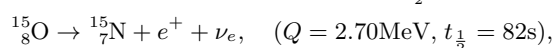
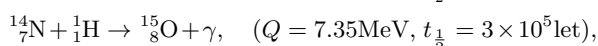
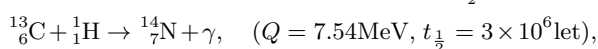
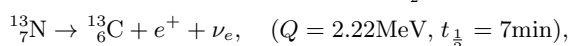
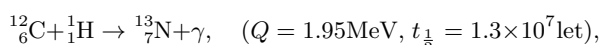


- ppIII(0.1%):

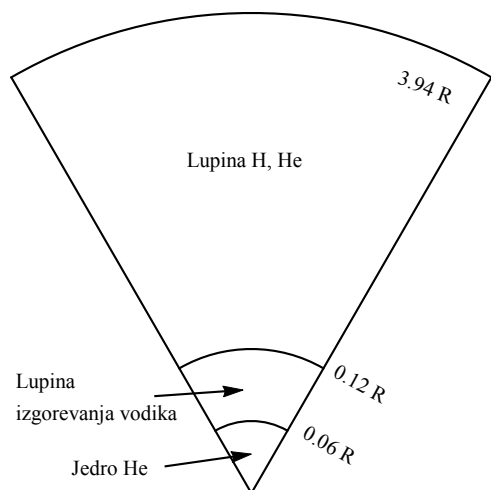


**Slika 5.** Fuzija dveh protonov (p-p). Proces pretvori 4 vodikove atome v en atom helija. Ta reakcija prevladuje, ko je temperatura med  $7 \times 10^6\text{K}$  in  $20 \times 10^6\text{K}$  [6]. Začne se z zlivanjem dveh vodikov v devterij, čemur sledi razpad  $\beta^+$ . Sproščeno energijo pri eni reakciji označimo s  $Q$ ,  $t_{\frac{1}{2}}$  pa je čas, v katerem se porabi polovica reaktantov. Razpolovni čas tega procesa je razmeroma dolg v primerjavi z drugimi, zato zvezda večino svojega življenja kuri vodik. Ima tri možne izide. Zapisana so skupaj s pogostostjo reakcije v Soncu.[1]

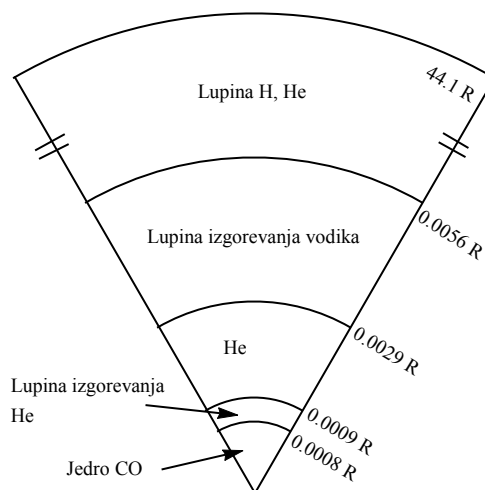
**Izgorevanje vodika (cikel CNO):**



**Slika 6.** Ogljikovo-dušikovo-kisikova veriga (cikel CNO). Proces pretvori štiri vodikove atome v en atom helija. To izgorevanje prevladuje pri zvezdah s temperaturo  $17 \times 10^6\text{K}$  ( $M > 1.3M_{\odot}$ ). Zvezda mora vsebovati tudi težje elemente (kisik, dušik, ogljik), ki delujejo kot nekakšni katalizatorji. Ti elementi imajo višje potencialne bariere kot vodik, zato tudi potrebujejo višjo temperaturo. Reakcije so krajše kot pri reakcij p-p, kar razloži tudi krajšo dobo težjih zvezd na glavni veji evolucije. V našem Soncu, kjer je v središču temperatura okoli  $15.7 \times 10^6\text{K}$ , je približno 1,7% helija proizvedenega z verigo CNO [6].



**Slika 7.** Presek skozi  $5M_{\odot}$  zvezdo s helijevim jedrom in vodikovo skorjo ([3], str. 498)



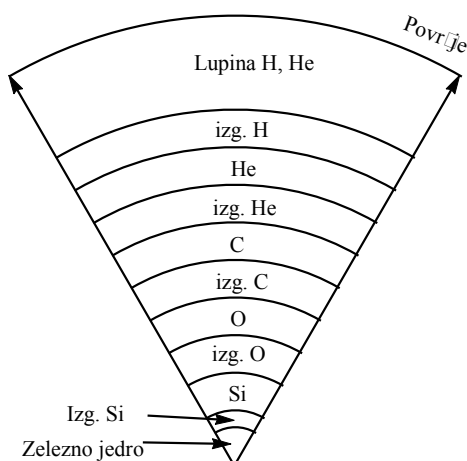
**Slika 8.** Presek skozi  $5M_{\odot}$  zvezdo z C-O jedrom, ki mu sledijo helijeve in vodikove plasti. ([3], str. 501)

### 3.3 Odrasla zvezda

Sčasoma p-p veriga in CNO cikel porabita večino vodika in ga pretvorita v helij, ki se nabira v središču zvezde. Zaradi gravitacije se tvori helijevo jedro. Povprečna molekulska masa v jedru se torej poveča. Zaradi primankljaja vodika, izgorovanje vodika ne segreva jedra dololj, da zvezda ostane v ravnotežju. Rezultat tega je krčenje in segrevanje jedra zvezde. Vodik se preseli na zunanje meje helijevega zvezdnega jedra in izgorava tam, kjer je temperatura še dovolj visoka (Slika 7). Lahko rečemo, da se to dogaja v lupini zvezde.

Ker helij v skorji še vedno nastaja, se masa jedra veča in jedro se segreva. V zvezdah z začetno maso  $M_c(He) = 1.3M_{\odot}$  [1] se zaradi krčenja temperatura dvigne dovolj, da se prične izgorovanje helija. Podroben opis vseh izgorovanj se nahaja v poglavju Dodatek. Temperatura mora biti približno  $10^8 K$  [1]. Lažje zvezde pa se razvijejo v helijeve bele pritlikavke (white dwarfs). Ko reakcije v jedru porabijo večino helija, jedro postane jedro C-O, sestavljeno iz kisika  $^{16}_8O$  in ogljika  $^{12}_6C$ , helij pa se preseli v lupino, kjer blizu jedra še vedno izgorava (Slika 8). Jedro se ponovno začne krčiti. Helijevo izgorovanje v lupini polni jedro s kisikom in ogljikom.

V dovolj masivnih zvezdah ( $M > 8M_{\odot}$  [3]) se jedro segreje dovolj, da začne izgorovati ogljik. Ta zgodba se podobno nadaljuje. Težja ko je zvezda, več vrst izgorovanja lahko ima. Izgorovanju



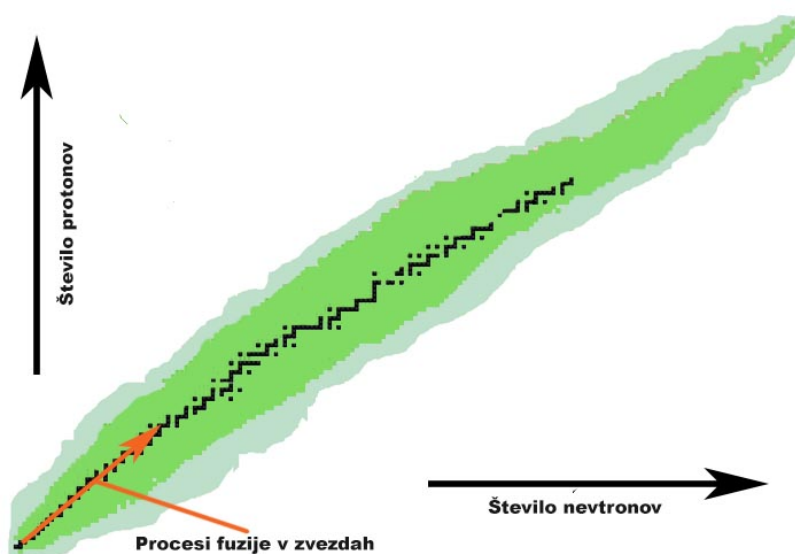
**Slika 9.** Čebulna struktura masivne zvezde, ki se je ravno razvila pri izgorovanju silicija. Vidimo predele, kjer je temperatura dovolj visoka za reakcije, in predele, kjer je temperatura prenizka. Razdalje niso v pravem razmerju [3].

ogljika lahko sledi izgorevanje kisika. Najtežje zvezde pa končajo z izgorevanjem silicija. Pri njih je še najbolj opazna čebulna struktura, ki se tvori zaradi zaporedij izgorevanj.

Ker izgorevanje ogljika, kisika, neona in silicija ustvari jedra z vrstnimi števili, ki se hitro približujejo železnemu vrhu, se na gram goriva proizvede vedno manj energije. Zaradi tega so posamezne faze vedno krajše. Kot primer vzemimo zvezdo z maso  $20M_{\odot}$  [4]. Na glavni veji (izgorevanje vodika) preživi približno  $10^7$  let, izgorevanje helija potrebuje  $10^6$  let, izgorevanje ogljika 300 let, kisika okoli 200 dni, izgorevanje silicija pa se zaključi v dveh dneh.

## 4. Nukleosinteza

### 4.1 Jedrska pokrajina



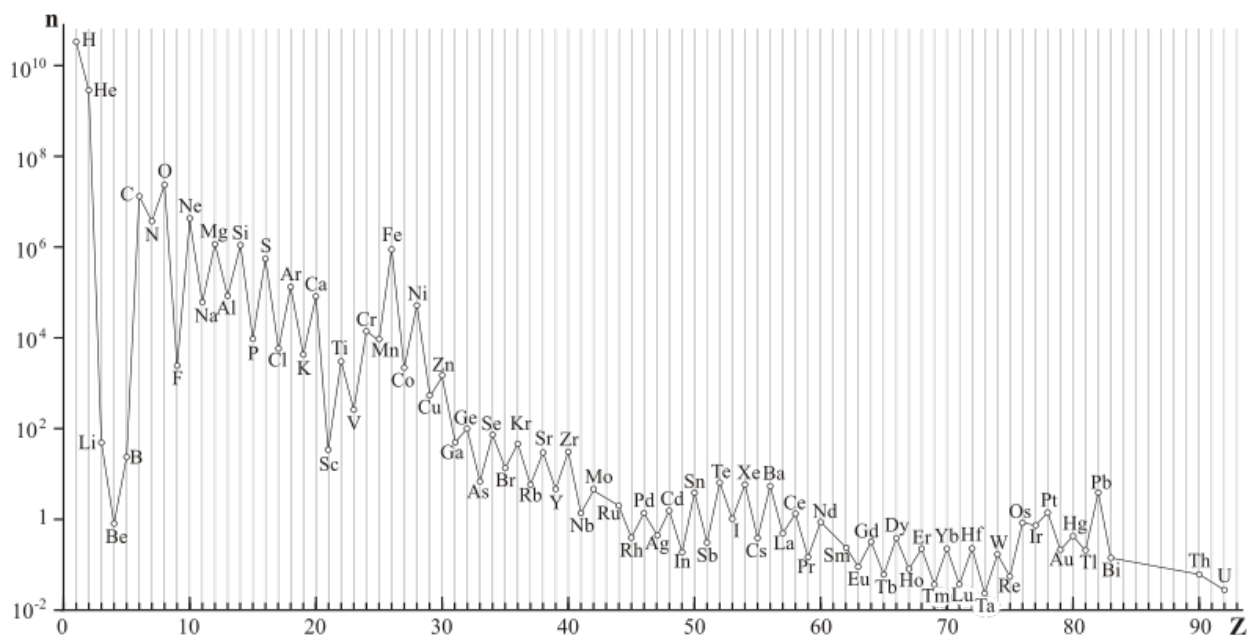
**Slika 10.** Jedrska pokrajina, ki prikazuje, kje različni procesi delujejo. Na abscisi so nanešena števila nevtronov, na ordinati pa števila protonov. Črni kvadratici prikazujejo obstojna jedra. Zeleno področje so jedra, ki so kratkoživeča. Sivo področje so jedra, ki še niso bila raziskana. Slika predelana iz vira [7].

Jedrska pokrajina (nuclear landscape) je dvodimenzionalni graf, ki kaže odvisnost vezavne energije za en nukleon v odvisnosti od števila protonov  $A$  in števila nevtronov  $Z$ . Pokaže nam, da obstaja le okoli 300 kombinacij, ki so stabilne ali pa imajo razpolovno dobo daljšo oz. približno enako starosti Zemlje (4.5 bilijonov let) [8]. Te so označene s črnimi križci v tako imenovani dolini stabilnosti (valley of stability). Zeleno območje predstavlja kratkoživeča jedra, ki so jih ustvarili in proučevali v laboratorijih. Sivo območje pa predstavlja jedra, ki še niso bila raziskana (»terra incognita«). Vodoravne linije predstavljajo isti element z različnimi števili nevtronov (izotopi).

Če povežemo, kar smo v prejšnjih poglavjih opisali, lahko razložimo glavne lastnosti pogostnosti elementov v vesolju (Slika 11).

Znano je, da je bila 30 minut po Velikem poku snov v vesolju sestavljena večinoma iz vodika, 22% – 28% mase je sestavljal  ${}^4_2\text{He}$ , poleg pa še sledovi devterija in  ${}^3_2\text{He}$  [8]. Vodik je še vedno najpogostejši (88,6% vseh jeder) in skupaj s helijem predstavljata 99% mase vesolja. Odstotek vesolja sestavljajo vsa druga jedra. Nastanek jeder do masnega števila okoli 60 smo že opisali, ti so posledica jedrskih reakcij v zvezdah. Pogostost elementov za vodikom pade do okoli  $A = 90 - 100$ . Padeč do  $A = 56$  je posledica tega, da se sinteza težjih jeder dogaja redkeje kot lažjih. Pogostost  ${}^{56}_{26}\text{Fe}$  je veliko večja od sosednjih jeder, saj ima najvišjo vezavno energijo glede na nukleon.

Večina jeder, lažjih od železa in niklja, je zgrajenih pri posameznih fazah termonuklearnih reakcij. Nekaj je pa tudi elementov, ki jih izgorevanje helija popolnoma preskoči: to so izotopi litija



Slika 11. Pogostnost elementov v našem Osončju. Na abscisi je vrstno število  $Z$ , na ordinati pa pogostnost v primerjavi z pogostnostjo silicija, ki je  $10^6$ . [9]

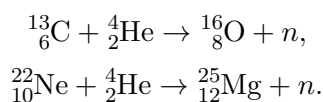
( ${}^6_3\text{Li}$ ), berilija ( ${}^9_4\text{Be}$ ) in bora ( ${}^{10}_5\text{B}$  in  ${}^{11}_5\text{B}$ ). Imajo zelo majhne vezavne energije in so nestabilni pri temperaturi  $10^7\text{K}$  v zvezdah [8]. So zeli redki in obstajajo zgolj zaradi obstreljevanja ogljika s kozmičnimi žarki.

## 4.2 Zajetje nevtronov

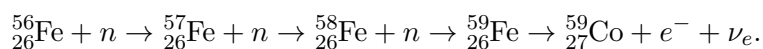
Kako nastanejo veliko težja jedra od izotopov germanija  ${}^{74}_{32}\text{Ge}$ , ki je eden težjih jedr, ki lahko nastane pri izgorevanju. Ta jedra ne izvirajo iz jedrskih reakcij. Termonuklearne reakcije med njimi niso mogoče zaradi močnega odbijanja med jedri. Prav tako fuzija teh jedr ne prispeva energije, zato jih v zvezdah ni. Ker pa nevtroni nimajo naboja, jih lahko jedra brez težav zajamejo, če obstaja vir prostih nevtronov. Poznamo dva taka procesa, proces-s (slow) in proces-r (rapid) [10].

### 4.2.1 Proces s

V zvezdah, ki so v fazi izgorevanja helija, se odvija počasen proces zajemanja nevtronov. Tam je prava temperatura in gostota nevtronov. Prisotni sta dve reakciji, s katerima dobimo nevtrone [8]. Spoznali smo ju že kot sekundarne pri izgorevanju helija:



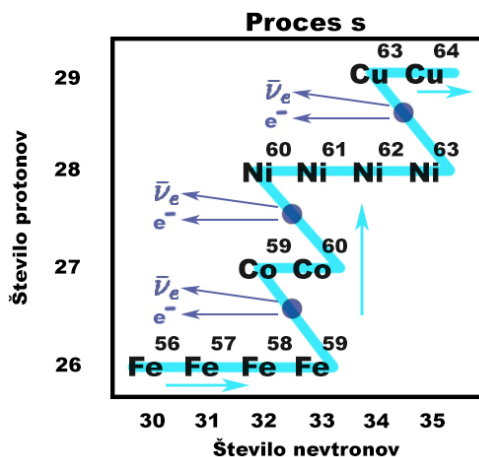
Nevtroni morajo biti tako razpršeni, da je čas, v katerem jedro zajame nevtron, veliko večji kot čas, v katerem jedro razpade z razpadom  $\beta^-$ . Ocenjeno je, da preteče med dvema uspešnima zajetjema nevtrona 100 do 1000 let. Tako imajo nestabilna jedra, ki so bogata z nevtroni, čas za razpad. Za primer vzemimo jedro  ${}^{56}_{26}\text{Fe}$  [8]:



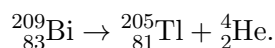
Ta proces se nadaljuje, dobesedno pleza po dolini stabilnosti, vse do  ${}^{210}_{84}\text{Po}$  in  ${}^{209}_{83}\text{Bi}$ , ki razpadeta (razpad  $\alpha$ ):







Slika 12. Grafični prikaz procesa s od železa do bakra. Železovo jedro zajema nevtrone, potem pa razpade z razpadom beta na kobalt. Ta spet zajema nevtrone in razpade na nikelj. To se nadaljuje do bizmuta. Podatki iz vira [8].

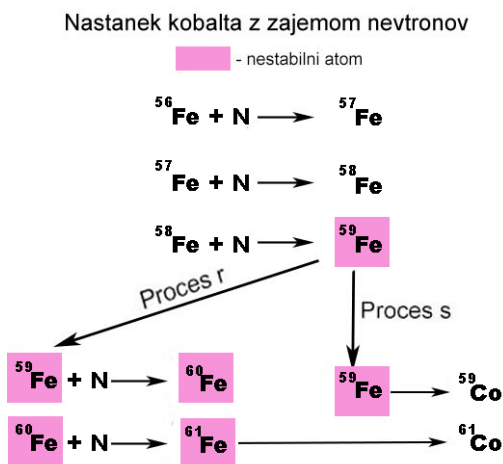


To traja več milijonov let. Težjih jeter, ki bi bila dovolj stabilna za zajetje nevtronov, ni. Aktinidi niso sintetizirani s s-procesom.

Proces s razloži nekaj lastnosti pogostosti elementov v vesolju. Za jedra s številom nevtronov  $N = 28, 50, 82, 126$  je verjetnost za nadaljnje zajetje nevtrona precej manjša kot pri jedrih s sosednjimi števili nevtronov. Te številke so posledica kvantne mehanike zaključenih lupin, kar je zelo podobno zaključenim elektronskim lupinam v atomih, ki povzročijo visoko kemijsko stabilnost. Ta jedra imajo veliko večje vezavne energije, kot izkazujejo izračuni po enačbi (2). Veliko jeter torej običi na tem mestu, zato so še posebej pogosti, kot kaže tudi krivulja pogostnosti elementov ( ${}^{88}_{38}\text{Sr}$ ,  ${}^{138}_{82}\text{Ba}$ ,  ${}^{208}_{82}\text{Pb}$ ).

#### 4.2.2 Proces r

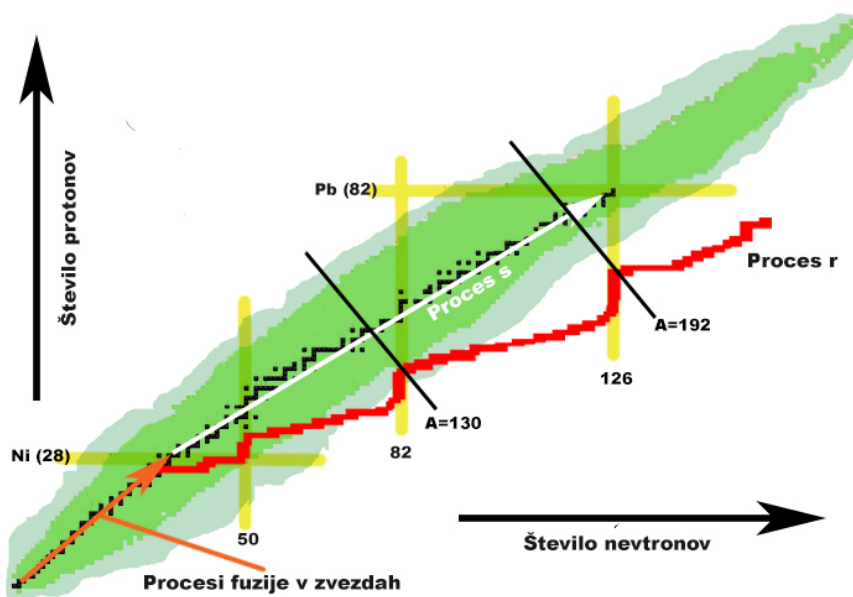
S-proces ne razloži nastanka aktinidov, prav tako se ob omenjenih vrhovih na sliki 18 ( ${}^{88}_{38}\text{Sr}$ ,  ${}^{138}_{82}\text{Pb}$ ,  ${}^{208}_{82}\text{Pb}$ ) pojavijo še eni, ki se na grafu nahajajo na levi strani vrhov. Obstajajo tudi izotopi, kot je npr. osmij  ${}^{192}_{76}\text{Os}$ , ki ne morejo biti sintetizirani s procesom s.  ${}^{191}_{76}\text{Os}$  prehitro razpade z razpadom beta [10].



Slika 13. Primerjava med s-procesom in r-procesom, ki pripeljeta do nastanka dveh različnih izotopov kobalta. [8]

Proces r pojasni vse to. V tem procesu je zajetje nevtronov zelo pogosto (rapid), precej hitrejše,

kot je povprečna razpolovna doba jeder. Celoten proces naj bi trajal od 1 do 100 sekund. Jedra torej na začetku potujejo na stran doline stabilnosti, ki je bogata z nevtroni, dokler ne pridejo do nekakšnih ravnovesnih točk med razpadi  $\beta^-$  in zajemanjem nevtronov, ki so kot rdeče stopnice predstavljene na sliki 14.



**Slika 14.** Jedrsko področje z nakazanim s-procesom ter r-procesom. Črna črta prikazuje pohod s-procesa po dolini stabilnosti. Rdeče črte, ki so podobne stopnicam, pa prikazujejo pohod procesa r, ko ima še vir nevtronov, preden jedra razpadejo do doline stabilnost. Slika predelana iz vira [7].

Ponovno imajo pomembno vlogo magična števila. Jedra potujejo po teh lestvicah, dokler ne pridejo do magičnih števil nevtronov, pri katerih imajo jedra manjšo verjetnost za zajetje nevtronov. Tam se začne zaporedje alternirajočih razpadov beta ter zajemov enega nevtrona. [8]. Jedra se tako povzpnejo do naslednjega odseka poti procesa r. Tam imajo možnost nadaljevanja poti proti desni (slika 14). Število nevtronov ni neomejeno, zato lahko jedra kjerkoli na poti r-procesa obstanejo in z nekaj  $\beta^-$  razpadi razpadejo levo navzgor do doline stabilnosti. Levo navzgor zato, ker nevtron razpade na proton in antinevtrino. Ker pa večina jeder ostane dlje časa na magičnih številih, se naredijo na grafu pogostosti elementov novi vrhovi 6-12 enot levo od vrhov zaradi procesa s.

Proces naj bi se končal pri masnem številu 254, pri kaliforniju ( $^{254}_{98}\text{Cf}$ ) [10], ki razpade na več jeder. Raziskovalci so predlagali številne lokacije, ki ustvarijo primerne pogoje za r-proces. Očitno ta potrebuje hiter in zelo gost izvir nevtronov. Približno 200 nevtronov je lahko dodanih jedru v največ 100 sekundah. Najbolj verjetna lokacija za r-proces je eksplozija supernove.

Jedra lahko nastanejo z obema procesoma, kot na primer izotopi neodima ( $^{143}_{60}\text{Nd}$  in  $^{146}_{60}\text{Nd}$ ), samo s procesom s  $^{142}_{60}\text{Nd}$ ,  $^{148}_{60}\text{Nd}$  in  $^{150}_{60}\text{Nd}$  pa nastaneta samo z r-procesom. Nekaterih izotopov ne pojasnita ne s-proces ne r-proces (selen  $^{74}_{34}\text{Se}$ , živo srebro  $^{196}_{80}\text{Hg}$ ). Za razlago njihovega obstoja moramo omeniti še p-proces, ki je podoben r-procesu, le da jedro obstreljujejo protoni pri visokih temperaturah ( $2 \times 10^9 \text{K}$ ) [10], zelo verjetno v zunanji plasti supernove.

## 5. Zaključek

Proučili smo sintezo elementov v zvezdah. Najlažji elementi so nastali že v Velikem poku, elementi vse do vrstnega števila 56 pa so produkt fuzije v zvezdah. Težje ko je jedro elementa, v težjih zvezdah je lahko proizvedeno. Zvezda ima v svojem življenju veliko faz, ki jih določajo tudi izgorevanja različnih elementov.

Ostali elementi pa nastanejo s pomočjo zajema nevtronov z dvema procesoma, to sta proces s in proces r, ki ustvarita tudi redke izotope elementov. Proces s se odvija v zvezdah, lokacija proces r pa še ni točno določena. S tem smo spoznali, kako nastanejo različni elementi. Z razumevanjem procesov v zvezdah smo lažje razložili še pogostnost elementov v vesolju, torej višek oziroma primankljaj nekaterih skupin elementov.

Omenili smo tudi, kateri so izotopi jeder elementov, ki na odkritje in raziskave še čakajo. Raziskave nas bodo najverjetneje pripeljale do odkritja novih izotopov, prav tako pa lahko izpopolnijo zdaj še nepojasnjene lastnosti procesov.

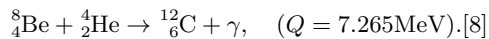
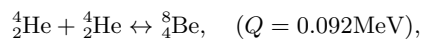
## LITERATURA

- [1] R. Q. Huang in K. N. Yu, "Stellar Astrophysics" Springer, 159–297 1998.
- [2] [http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Binding\\_energy\\_curve\\_-\\_common\\_isotopes-pl.svg](http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Binding_energy_curve_-_common_isotopes-pl.svg), 2006.
- [3] D.A. Ostlie in B.W. Carroll, "An Introduction to Modern Stellar Astrophysics" Pearson Addison-Wesley, 318–443 2007.
- [4] "Stellar evolution" 10.9.2014 [http://en.wikipedia.org/wiki/Stellar\\_evolution](http://en.wikipedia.org/wiki/Stellar_evolution).
- [5] J. Strnad, "Mala zgodovina vesolja" DMFA, 147–187 2008.
- [6] "Stellar nucleosynthesis" 10.9.2014 [http://en.wikipedia.org/wiki/Stellar\\_nucleosynthesis](http://en.wikipedia.org/wiki/Stellar_nucleosynthesis).
- [7] [http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Nuklidkarte\\_Banane.png](http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Nuklidkarte_Banane.png), 2009.
- [8] A.P. Dickin, "Radiogenic Isotope Geology" Cambridge University Press, Chapter 1 2005, <http://www.onafarawayday.com/Radiogenic/Ch1/Ch1-1.htm>.
- [9] <http://commons.wikimedia.org/wiki/File:ElementsAbundance.svg>, 2008.
- [10] B. A. Wing, "Nucleosynthesis", <http://ultraman.ssl.berkeley.edu/nucleosynthesis.html>.

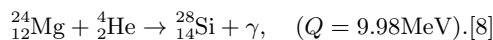
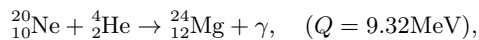
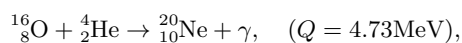
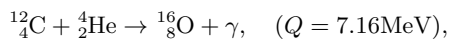
## 6. Dodatek

### Izgorevanje helija:

- Trojni proces alfa

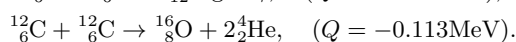
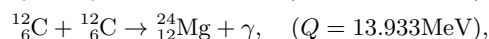
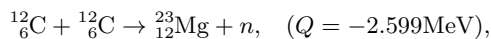
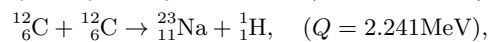
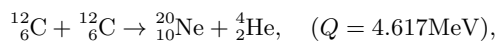


- Lestev alfa



**Slika 15.** Dve različici izgorevanja helija. Prvi je trojni proces alfa, kjer se trije atomi helija (delci alfa) združijo v ogljik. Najbolj verjeten je pri  $(1 - 2) \times 10^8 \text{K}$ . Drugi proces je le nadaljevanje prvega, ker potrebuje ogljik. Imenuje se proces alfa ali lestev alfa. Lahko se zgodi pri višjih temperaturah. Omogoči nastanek elementov z masnim številom večkratnika 4, vse do niklja  ${}^{56}_{28}\text{Ni}$  in cinka  ${}^{60}_{30}\text{Zn}$  [8]. Vse te reakcije so zelo počasne in malo verjetne. Težji ko so elementi, manjša je verjetnost za reakcijo (zaradi povečane coulombske ovire).

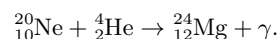
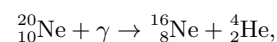
### Izgorevanje ogljika



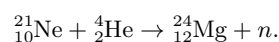
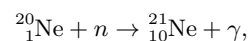
**Slika 16.** Izgorevanje ogljika. To izgorevanje potrebuje temperaturo okoli  $6 \times 10^8 \text{K}$  [3].

### Izgorevanje neona

Osnovne reakcije sta:



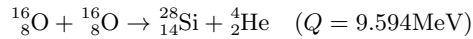
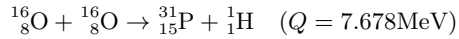
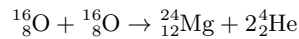
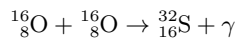
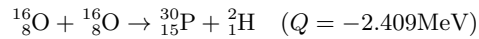
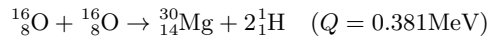
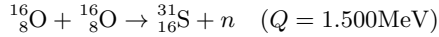
Alternativne pa:



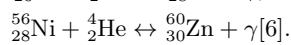
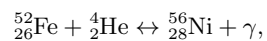
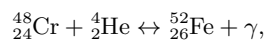
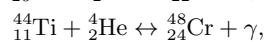
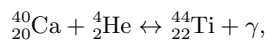
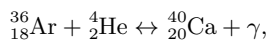
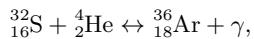
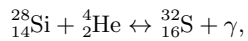
**Slika 17.** Izgorevanje neona potrebuje temperaturo večjo kot  $1.2 \times 10^9 \text{K}$  [1].

**Izgorevanje kisika**

Osnovne reakcije:

Ta se zgodi  $\approx 60\%$ .Ta pa  $\approx 40\%$ :

**Slika 18.** Izgorevanje kisika. Temperatura v notranjosti zvezde mora biti za ta proces okoli  $1.5 \times 10^9 \text{K}$  [1].

**Izgorevanje silicija**

**Slika 19.** Izgorevanje silicija se odvija v zvezdah z temperaturo, višjo kot  $3 \times 10^9 \text{K}$  [1]. Termonuklearne reakcije z direktno fuzijo dveh  ${}^{28}_{14}\text{Si}$  v druga jedra se ne odvijajo v notranjosti zvezd, ker visoka temperatura, potrebna za tuneliranje skozi coulombsko oviro teh jeder, že povroči fotorazpad vseh jeder. Dvosmerne puščice so narisane zato, ker si lahko pri visokih temperaturah fotoni lastijo toliko energije, da lahko razbijejo težko jedro in proizvedejo delec alfa. Te reakcije ne pridejo do najbolj vezanega jedra  ${}^{56}_{26}\text{Fe}$ . Do tega izotopa pride tako, da  ${}^{56}_{28}\text{Ni}$  razpade z nekaj razpadi  $\beta^+$  na  ${}^{56}_{26}\text{Fe}$  [6].