

Nukleosinteza elemenata težih od željeza

Divjak, Roman

Master's thesis / Diplomski rad

2017

Degree Grantor / Ustanova koja je dodijelila akademski / stručni stupanj: **University of Zagreb, Faculty of Science / Sveučilište u Zagrebu, Prirodoslovno-matematički fakultet**

Permanent link / Trajna poveznica: <https://um.nsk.hr/um:nbn:hr:217:921704>

Rights / Prava: [In copyright](#)/[Zaštićeno autorskim pravom.](#)

Download date / Datum preuzimanja: **2025-03-09**



Repository / Repozitorij:

[Repository of the Faculty of Science - University of Zagreb](#)



SVEUČILIŠTE U ZAGREBU
PRIRODOSLOVNO-MATEMATIČKI FAKULTET
FIZIČKI ODSJEK

INTEGRIRANI PREDDIPLOMSKI I DIPLOMSKI SVEUČILIŠNI STUDIJ
FIZIKA; SMJER: NASTAVNIČKI

Roman Divjak

Diplomski rad

Nukleosinteza elemenata težih od željeza

Voditelj diplomskog rada: prof.dr.sc. Nils Paar

Ocjena diplomskog rada: _____

Povjerenstvo: 1. _____
2. _____
3. _____
4. _____

Datum polaganja: _____

Zagreb, 2017.

Sažetak

Nukleosinteza elemenata počinje od najranijeg doba svemira, svega nekoliko sekundi nakon Velikog Praska kada nastaju prvi elementi i prve jezgre u svemiru. Nakon formiranja zvijezda započinju procesi u njihovoj unutrašnjosti čime započinje nova faza sinteze elemenata. Proučavajući evoluciju zvijezda i nuklearne reakcije koje se odvijaju u njihovom okruženju možemo objasniti zašto je raspodjela elemenata u svemiru takva kakva jest, zašto nekih elemenata ima više od drugih. Supernove su posebno zanimljive u tom aspektu jer upravo tijekom tih događaja nastaje značajan broj elemenata koji su teži od željeza, no otkriveno je još područja gdje raznim procesima nastaju takvi elementi. Teorija nastanka elemenata težih od željeza svodi se na četiri glavna procesa: s-proces, r-proces (uhvat neutrona), p-proces i rp-proces (uhvat protona). Naše razumijevanje tih procesa se još uvijek razvija i ima još mnogo otvorenih pitanja i nepoznanica na koje treba dati odgovor. Osnovni cilj ovog rada je istražiti i pojasniti način i mjesto nastanka elemenata težih od željeza, te naposljetku zašto je raspodjela elemenata u svemiru baš takva kakva jest.

Ključne riječi:

Nukleosinteza, fuzija, fisija, evolucija zvijezda, supernova, energija vezanja po nukleonu, magični brojevi, beta raspad, alfa raspad, uhvat neutrona, uhvat protona, s-proces, r-proces, p-proces, rp-proces.

Nucleosynthesis of elements heavier than iron

Abstract

Nucleosynthesis starts from the earliest time of the universe, a few seconds after the Big Bang when the first elements and nuclei were created. After the star formation new processes began in their interior, starting a new phase of the nucleosynthesis. By studying evolution of stars and nuclear reactions which take place in their surroundings, we can explain why element abundances are distributed in accordance to observations, why are some elements more abundant than the others. Supernovas are especially interesting site for the synthesis of elements heavier than iron, but other astrophysical scenarios have also been discovered where such elements are created in some processes. Theory which describes how the elements heavier than iron are produced is based on four key processes: s-process, r-process (neutron capture), p-process and rp-process (proton capture). Our understanding of those processes is still evolving and there are still many open questions. The primary goal of this thesis is to explore and explain the ways how and places where the elements heavier than iron are synthesized, and to explain the structure of observed element abundances.

Keywords:

Nucleosynthesis, fusion, fission, stellar evolution, supernova, binding energy, magic numbers, beta decay, alpha decay, neutron capture, proton capture, s-process, r-process, p-process, rp-process.

Sadržaj:

1. Uvod	1
2. Nastanak svemira i prvobitna nukleosinteza.....	2
3. Nastanak zvijezda.....	4
4. Evolucija zvijezda.....	10
5. Zastupljenost elemenata u svemiru.....	13
6. Fuzija u zvijezdama.....	15
6.1. proton-proton ciklus.....	15
6.1.1. Beta raspad.....	17
6.2. pp-1 grana.....	18
6.3. pp-2 i pp-3 grane.....	19
6.4. Hoyleovo stanje.....	21
6.5. CNO ciklus.....	22
6.5.1. CNO-I.....	23
6.6. Trostruki-alfa proces.....	24
6.7. Gorenje helija.....	25
6.8. Gorenje ugljika.....	25
6.9. Gorenje neona.....	25
6.10. Gorenje kisika.....	26
6.11. Gorenje silicija.....	26
7. Oslobođanje energije u fuziji i energija vezanja po nukleonu.....	28
8. Supernova.....	32
9. Nukleosinteza elemenata težih od željeza.....	39
9.1. Uхват neutrona.....	41
9.2. Mapa nuklida i dolina stabilnosti.....	43
10. s-proces	45
10.1. Izvor neutrona za s-proces.....	48
10.2. Glavni i slabi s-proces.....	49
10.3. Apsorpcija neutrona i udarni presjek.....	50
10.4. Jezgre zaštićene od s-procesa.....	52

10.5. Gdje se odvija s-proces.....	53
11. r-proces.....	54
11.1. Izvor neutrona za r-proces.....	56
11.2. Točke čekanja kod magičnog broja neutrona.....	56
11.3. Fisija teških jezgri.....	59
11.4. Nestabilne jezgre koje spriječavaju napredak r-procesa.....	60
11.5. Zastupljenost elemenata r-procesa.....	61
11.6. Zaštićene jezgre od r-procesa.....	63
11.7. Gdje se odvija r-proces.....	64
12. p-proces.....	65
12.1. Zastupljenost elemenata p-procesa.....	69
12.2. Gdje se odvija p-proces.....	70
13. rp-proces.....	71
13.1. Gdje se odvija rp-proces.....	72
14. Zaključak.....	73
15. Metodički dio.....	75
16. Literatura.....	87

1. Uvod

Ljudi se od davnina pitaju na koji način su nastale tvari koje postoje i koji fizikalni procesi stoje iza toga. Jedno od temeljnih pitanja moderne znanosti je gdje su i kako nastali kemijski elementi u svemiru, te zašto su elementi u svemiru zastupljeni baš na način kako jesu. Prvi elementi u svemiru su nastali prvobitnom nukleosintezom u rano doba evolucije svemira nakon Velikog Praska, no u tim procesima su nastali tek oni lakši elementi. Stoga je potrebno napraviti korak dalje i zaviriti duboko u zvijezde i proučavati procese koji se odvijaju u njima. Jedan od temeljnih procesa za proizvodnju elemenata je nuklearna fuzija. No, danas znamo da fuzijom u zvijezdama ne nastaju elementi teži od željeza. Postavlja se pitanje na koji su način nastali elementi teži od željeza jer mi znamo da ih ima mnogo, okruženi smo njima.

Teorija Velikog Praska i teorija evolucije zvijezda koji uključuju fuziju elemenata sve do željeza su nam dobro poznati na temelju proučavanja samih zvijezda i svemira koji nas okružuje. No, o procesima kojima bismo mogli objasniti nastanak elemenata težih od željeza još uvijek ne znamo dovoljno i ti procesi se intenzivno istražuju, a znanje o njima konstantno proširuje. Veliki problem leži u tome što su elementi do željeza dosta zastupljeniji u svemiru od elemenata težih od željeza, te je proučavanje zvijezda i ostalih astrofizičkih mjesta u potrazi za odgovorima kako i gdje su mogli nastati elementi teži od željeza samim time vrlo zahtjevno. O procesima kojima nastaju elementi teži od željeza razvijeni su brojni teorijski pristupi, koji bi uz pomoć raspoloživih eksperimentalnih podataka mogli objasniti zastupljenost elemenata u svemiru. Osim razumijevanja svojstava atomskih jezgara i nuklearnih procesa, potrebni su i napredni modeli evolucije zvijezda, odnosno astrofizičkih okruženja gdje bi teže kemijski elementi mogli nastati, kao što je to primjerice eksplozija supernove ili spajanje neutronske zvijezde.

Bitna su četiri procesa kojima se objašnjava nastanak elemenata težih od željeza: s-proces, r-proces, p-proces i rp-proces. s i r procesi su procesi uhvata neutrona koji objašnjavaju kako nastaju elementi bogati neutronima, dok su p i rp procesi oni koji objašnjavaju kako nastaju elementi bogati protonima.

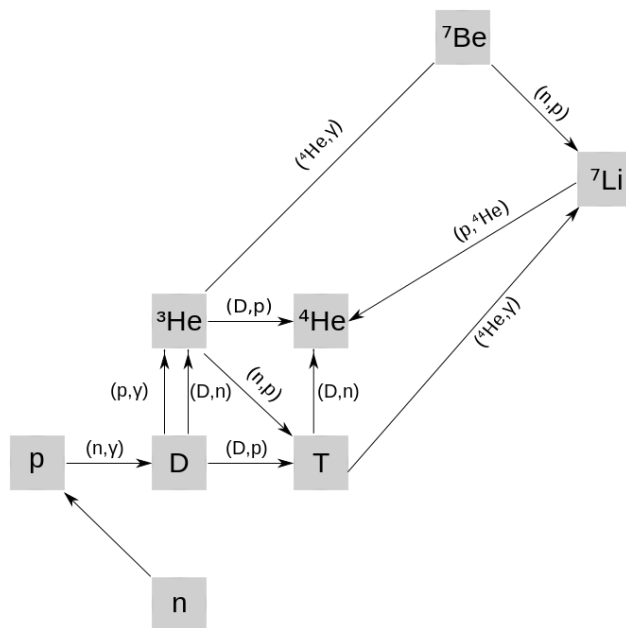
Osnovni cilj ovog rada je dati odgovor na pitanje kako su elementi u svemiru uopće nastali i gdje su nastali uz fokus na elemente teže od željeza, te zašto je raspodjela elemenata u svemiru baš takva kakva jest, zašto su neki elementi zastupljeniji od drugih i kojim procesima se to može objasniti.

2. Nastanak svemira i prvobitna nukleosinteza

Teorija Velikog Praska govori o tome kako je svemir nastao otprilike prije 13.7 milijardi godina iz beskonačno guste kugle materije koja se još popularno naziva i kozmičkim jajem [1]. To jaje je eksplodiralo i nastao je svemir. Nitko ne zna što je točno bilo u najranijem razdoblju odmah po nastanku svemira, ali teorija Velikog Praska kaže da su nastale elementarne čestice koje su se tada gibale relativističkim brzinama konstantno se sudarajući i tvoreći materiju i antimateriju koje su se međusobno poništavale, a svemir je naglo ubrzao svoje širenje. Do perioda od jedne sekunde iz kvarkova su nastali protoni i neutroni, te je svemirom dominiralo zračenje, a od materije vodik budući da su protoni jezgre vodika [1]. U ovom razdoblju nastalo je otprilike sedam puta više protona nego neutrona [1] jer protoni imaju nešto manju masu i zbog toga ih je nastalo više nego neutrona.

Kako se svemir širio, tako se on naglo hladio. Prvobitna nukleosinteza je započela nekoliko sekundi nakon nastanka svemira kada se svemir dovoljno ohladio da sudarom protona i neutrona nastanu jezgre deuterija, a potom su fuzijom nastajali helij i litij, pa i izotop berilija ${}^7\text{Be}$ koji ima vrijeme poluživota od oko pedesetak dana i koji se raspadao u ${}^7\text{Li}$. Neke reakcije nukleosinteze nakon Big Banga prikazane su na slici 1. Na primjer, ako krenemo od protona, vidimo da pomoću njega nastaje jezgra deuterona (${}^2\text{H}$ ili D) u $p(n,\gamma)\text{D}$ reakciji. To znači da se proton i neutron sudare, pritom nastaje jezgra deuterona, i oslobađa se energija pomoću gama zrake γ . Reakciju možemo napisati i na sljedeći način: $p + n \rightarrow \text{D} + \gamma$

Pritom se taj deutron može sudariti s novim protonom u $\text{D}(p,\gamma){}^3\text{He}$ reakciji čime nastaje jezgra helija-3, a pritom se opet oslobađa energija.



Slika 1: Prvobitna nukleosinteza nakon Big Banga [32]

Sada su u ovom periodu nastali helij i litij, ali radi se o ionima jer je svemir bio ispunjen vrućom plazmom materije i bio je prevruć da bi nastali neutralni atomi, to jest da bi jezgre "uhvatile" elektrone. I to su u biti svi elementi koji su nastali tijekom Velikog Praska. Danas znamo da postoji 118 elemenata i stoga je bitno pitanje gdje su i kako nastali svi ostali elementi.

Odgovor je da su svi ostali elementi nastali nukleosintezom u zvijezdama i njihovoj okolini pomoću kozmičkih zraka. Nakon otprilike 300000 godina nastupalo je doba prozirnog svemira kada se elektroni vežu sa protonima da formiraju atome vodika koji su električki neutralni. Svemir se nastavio širiti i hladiti, a nakon otprilike 400 milijuna godina [1] počele su prve formacije molekularnih oblaka i tada su nastajale prve zvijezde i galaksije. To znači da je materija u ranom svemiru bila neravnomjerno raspoređena jer su nastala gušća područja materije koja su se sažimala pod vlastitom gravitacijom čime su nastajale prve zvijezde. Formacija galaksija je tekla na sličan način, ali na mnogo većoj skali.

Uz Veliki Prask se veže i problem Litija. Problem litija je nastao iz razloga što se mjerenjima ustanovilo da izotopa ^7Li ima mnogo manje nego što teorija predviđa. Zasad nema rješenja na ovaj problem koji daje naslutiti da bi za objašnjenje nedostatka litija možda trebala fizika van standardnog modela i to zasad ostaje otvoreno pitanje.

3. Nastanak zvijezda

Zvijezde nastaju iz molekularnih oblaka koji u prosjeku čine oko 2% volumena galaksija [1]. Molekularni oblaci se najvećim dijelom sastoje od neutralnih molekula vodika, a njihove temperature su uglavnom oko 10 kelvina dok im gustoća varira od 100 molekula po cm^3 pa sve do 10^{10} molekula po cm^3 što je još uvijek više milijuna puta rjeđe od zraka koji nas okružuje [1]. Takvi molekularni oblaci variraju u veličini od pola svjetlosne godine pa sve do više tisuća svjetlosnih godina u promjeru, a masom mogu varirati od nekoliko masa Sunca pa sve do desetak milijuna masa Sunca. Molekularni oblaci su mjesta gdje se rađaju nove zvijezde i često se popularno nazivaju maglicama. Na primjer, najpoznatiji molekularni oblak zove se Orionova maglica u zvijezđu oriona.



Slika 2: Orionova maglica [2]

Orionova maglica je samo jedna od mnogih maglica u kojima se rađaju zvijezde. Od nas je udaljena oko 1350 svjetlosnih godina, a promjer joj iznosi oko 12 svjetlosnih godina [3]. Ona je toliko poznata jer je najsjajnija maglica lako vidljiva golim okom, a posebno ju je lako promatrati kroz astronomski dvogled ili teleskop.

Osim Orionove maglice na nebu ima mnogo sličnih maglica, a još jedna vrlo poznata je maglica Tarantula i jedna je od najvećih poznatih rađalica zvijezda. Od nas je udaljena oko 160000 svjetlosnih godina, a nalazi se u susjednoj galaksiji Veliki Magellanov oblak [5]. Njen promjer je čak oko 300 svjetlosnih godina i toliko je sjajna da bi bacala sjenu kada bi se nalazila na udaljenosti kao i Orionova maglica.



Slika 3: Maglica Tarantula [4]

Unutar takvih molekularnih oblaka nastaje na tisuće područja gdje se molekularni plin počinje lagano zgušnjavati uslijed vlastite gravitacije prema vlastitom centru mase. Takva područja mogu imati masu od desetine pa sve do stotinjak masi Sunca. Gušća područja molekularnog oblaka se brže urušavaju uslijed vlastite gravitacije, a kako se urušavaju i postaju sve gušći, tako se počinju sve brže i brže urušavati. Osim što se molekularni oblak urušava, on također ima sve bržu rotaciju uslijed zakona sačuvanja kutne količine gibanja. Kako se taj oblak sažima u sve gušću kuglu plina, tako njegova kutna količina gibanja sve brže raste. Time se formira akrecijski disk materije u čijem središtu se formira protozvijezda, a u okolini nje se formira disk plina i prašine gdje mogu nastati planeti kao u Sunčevom sustavu.

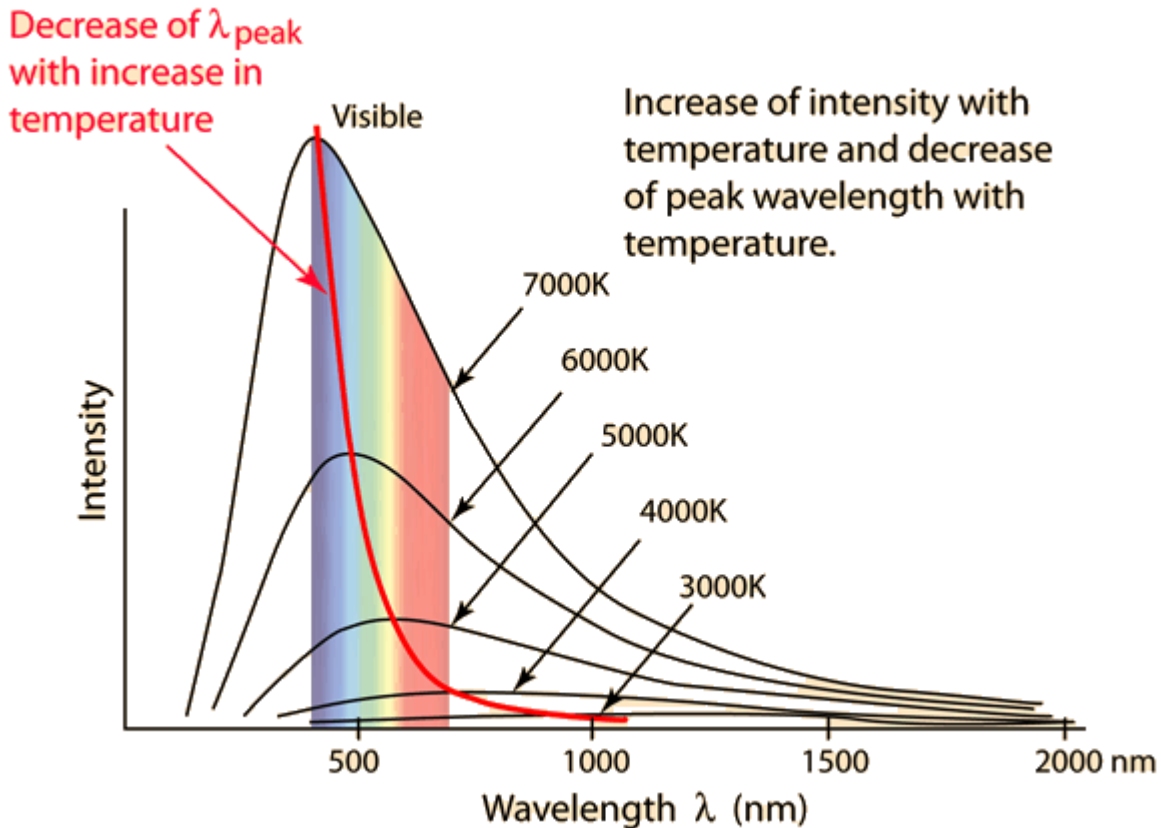
Molekularni oblaci su izvorno vrlo hladni s temperaturom oko desetak kelvina, no kako se oni sažimaju, tako raste kinetička energija molekula plina, a samim time raste i temperatura molekularnog oblaka, to jest gravitacijska energija se pretvara u termalnu energiju. Prvi stadij razvoja zvijezde završava kada nastane protozvizda. Protozvizde su vrlo velike, stotinu i više puta veće od Sunca, a površinska temperatura im je do otprilike dvije tisuća Kelvina, no to je hladno s obzirom na temperature površine zvijezda [1]. Protozvizde najviše zrače u infracrvenom dijelu spektra prema Wienovom zakonu, a nalazi se u gustim oblacima plina i prašine, stoga iz oba razloga protozvizde nisu vidljive golim okom, već ih treba promatrati posebnim instrumentima koji proučavaju infracrveni dio spektra [1].

Protozvizde su stabilne jer se njihova gravitacijska sila izjednači sa silom pritiska plina iz unutrašnjosti zvijezde. No, u okolini protozvizde ima još mnogo plina i prašine, te taj plin pada na protozvizdu čime njena masa konstantno raste, posljedično tome raste i njena gravitacijska sila čime se ona dodatno sažima, a posljedično tome raste i kinetička energija jezgara unutar protozvizde, a samim time raste i unutrašnji tlak koji se opire gravitacijskom sažimanju. Na taj način protozvizda jest stabilna, ali se njena stabilnost konstantno mijenja. Protozvizda još uvijek ne dobiva energiju iz fuzije kao razvijena zvijezda, u njoj se proces fuzije tek treba aktivirati. Njena energija dolazi iz termičke energije molekula od kojih je građena, te ona zrači tu termalnu energiju u okolinu.

Wienov zakon glasi: $\lambda_{\max}T = b$, b je konstanta i iznosi $2.898 \cdot 10^{-3}$ m K

Wienov zakon povezuje temperaturu zračenja T sa valnom duljinom najvećeg zračenja, to jest on nam govori na kojoj valnoj duljini će tijelo najviše zračiti. Ako bismo za protozvizdu uvrstili vrijednost od 2000 K, dobili bismo da ona najviše zrači na $\lambda_{\max} = 1450$ nm, to je u infracrvenom dijelu spektra, dok bi u vidljivom dijelu spektra zračila mnogo slabije.

Na priloženoj slici 3 vidi se graf ovisnosti intenziteta zračenja nekog crnog tijela s obzirom na njegovu temperaturu T i vidimo na primjer da crno tijelo čija je temperatura 7000 K ima maksimum zračenja u plavom dijelu spektra dok tijelo koje ima temperaturu 4000 K najviše zrači u crvenom dijelu spektra. Protozvizde imaju temperature do oko 2000 K [1] i stoga najviše zrače u infracrvenom dijelu spektra.



Slika 4: Ovisnost maksimuma zračenja na nekoj valnoj duljini o temperaturi tijela T za više temperatura [19]

Kada temperatura unutrašnjosti protozvijezde naraste do desetak tisuća kelvina, vodik se počinje ionizirati tako da u njoj jezgri imamo plazmu jezgara vodika i elektrona [1]. Tim jezgrama vodika, iliti protonima, raste kinetička energija kako se protozvijezda gravitacijski sažima. Između protona imamo djelovanje Coulombove sile, to jest oni se prema Coulombovom zakonu električki odbijaju. Da bi proces fuzije uopće započeo, kinetička energija protona treba biti dovoljno velika da protoni savladaju tu Coulombovu barijeru među sobom.

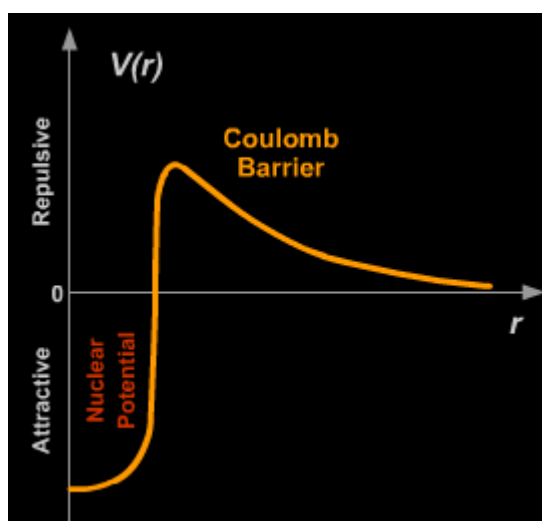
Coulombov zakon kaže:

$$F = k_e \cdot q_1 q_2 / r^2$$

gdje je k_e Coulombova konstanta koja iznosi $8.99 \cdot 10^9 \text{ Nm}^2\text{C}^{-2}$, q_1 i q_2 su naboji koji međudjeluju, a r^2 je udaljenost između tih naboja. Protoni imaju pozitivan naboj, stoga između njih djeluje odbojna sila F koja je jača što su protoni međusobno bliži.

Osim dva protona, u fuziji u zvijezdama u reakciju ulaze i teže jezgre koje sadrže i više od jednog protona, recimo jezgre helija koje sadrže dva protona, ili jezgre ugljika koje sadrže 6 protona i tako dalje. Samim time Coulombov zakon možemo zapisati na drugačiji način:

$F = k \cdot Z_1 Z_2 / r^2$, gdje su Z_1 i Z_2 brojevi protona jezgara koje ulaze u reakciju. Budući da se atomske jezgre sastoje od protona i neutrona, a neutroni su neutralne čestice, to znači da električno odbijanje između jezgara postoji zbog protona. Što više protona međudjeluje, to će odbijanje jezgara biti veće. Stoga, za očekivati je da će se teže jezgre mnogo teže spajati nego dva protona i da će trebati imati puno veću kinetičku energiju nego što to trebaju imati dva protona da se sudare.



Slika 5: Coulombova barijera za jezgre [42]

Slika 5 pokazuje Coulombovu barijeru koju trebaju savladati jezgre da bi do fuzije uopće moglo doći. Jednom kada se jezgre približe na određenu udaljenost, obično se radi o udaljenostima reda veličine $\sim 10^{-15}$ m, tada jaka nuklearna sila nadvlada odbojnu električnu silu i ona tada drži jezgre na okupu da se one ne raspadnu.

Dakle, da bi proces fuzije uopće započeo, kinetička energija jezgara u zvijezdi treba biti dovoljno velika da se protoni mogu sudariti, to jest temperatura u unutrašnjosti zvijezde treba dostići vrijednost od desetak milijuna Kelvina da bi to bilo moguće [1]. Temperatura u središtu Sunca je oko 15 milijuna Kelvina i zato je ondje fuzija vodika u helij moguća [1]. Kako se protozvjезда sažima, tako raste temperatura u njoj unutrašnjosti i kada temperatura prijeđe

neku kritičnu vrijednost, protoni mogu tunelirati kroz Coulombovu barijeru i time se pokrene proces fuzije i rođena je zvijezda.

Ako bismo pretpostavili da se dva protona trebaju približiti na udaljenost od $\sim 10^{-15}$ m da bi se mogli združiti u novu jezgru, tada se može jednostavnim računom doći do procjene vrijednosti temperature i energije koja je potrebna da dva protona na taj način nadvladaju Coulombovu barijeru. Pomoću molekularno-kinetičke teorije možemo zapisati da vrijedi:

$$k_e \cdot Z_1 Z_2 \cdot e^2 / r = 3/2 k_b T$$

gdje je e jedinični naboj i iznosi $1.602 \cdot 10^{-19}$ C, Z_1 i Z_2 su protonski brojevi jezgara u pitanju i u ovom slučaju obje iznose 1 budući da nas zanima sudar dva protona, a k_b je Boltzmannova konstanta i iznosi $1.38 \cdot 10^{-23}$ m² kg s⁻² K⁻¹. S lijeve strane jednadžbe je Coulombov potencijal kojega protoni trebaju nadvladati, a udaljenost r je po pretpostavci 10^{-15} m. Desna strana jednadžbe dolazi od molekularno kinetičke teorije koja povezuje kinetičku energiju gibanja čestica nekog plina sa temperaturom tog plina.

Računom se dolazi do vrijednosti temperature od $T \sim 10^{10}$ K.

Dobivena temperatura je izrazito visoka budući da na tim temperaturama fotoni imaju dovoljno energije da razbijaju nastale jezgre fotodezintegracijom [23]. Za rješenje problema treba posegnuti u kvantnu fiziku koja kaže da čestice mogu tunelirati kroz Coulombovu barijeru i na nižim temperaturama uz neku vjerojatnost. To znači da je potrebna temperatura za mogućnost fuzije mnogo niža od dobivene jer već i na nižim temperaturama jezgre mogu tunelirati kroz Coulombovu barijeru čime tada dolaze u domet djelovanja jake nuklearne sile i tada nastaje fuzija u novu jezgru. Karakteristična temperatura za fuziju protona u helij u zvijezdama je oko $2 \cdot 10^7$ K.

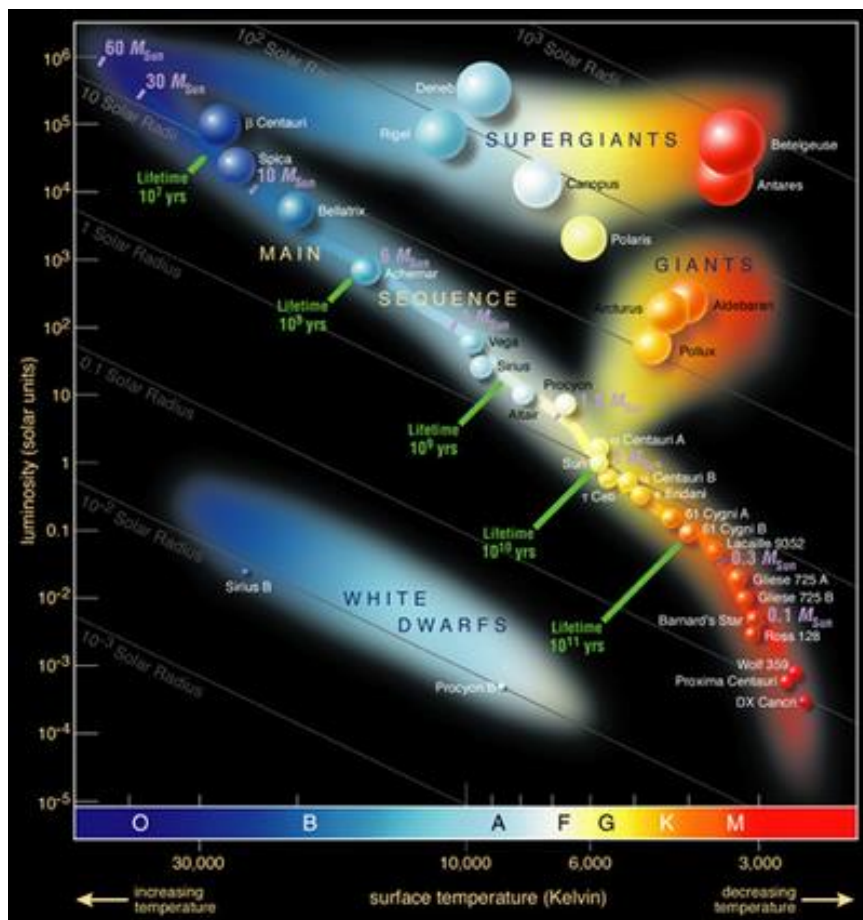
Da bi zvijezda uopće nastala, protozvijezda treba skupiti dovoljno plina i njena masa treba prijeći neku kritičnu vrijednost da bi njena gravitacijska sila bila dovoljno jaka da temperatura plina u njenom središtu dovoljno naraste da bi proces fuzije mogao započeti. Modeli evolucije zvijezda ukazuju na to da minimalna masa zvijezde potrebna da pokrene fuziju u središtu

zvijezde treba biti oko 0.08 mase Sunca [1]. Ako protozvijezda ima manju masu od toga, tada neće nastati zvijezda, već će nastati smeđi patuljak.

Kakva zvijezda će nastati najviše ovisi o masi protozvijezde. Protozvijezde koje imaju masu od 0.08 do 0.5 mase Sunca će postati crveni patuljci [1], male zvijezde niske površinske temperature koje mogu živjeti desetke milijardi godina. Zatim imamo zvijezde koje imaju usporedivu masu sa masom Sunca, pa do zvijezda nekoliko puta masivnijih od Sunca. One mogu živjeti do desetak milijardi godina [1]. I konačno, imamo zvijezde koje su više puta masivnije od Sunca, a astronomi su otkrili neke zvijezde koje su čak stotinjak puta masivnije od Sunca [1]. Sve te zvijezde vrlo brzo koriste svoje gorivo i one svoj životni vijek završavaju supernovom.

4. Evolucija zvijezda

Jednom kada započne proces fuzije, zvijezda je rođena. Kod zvijezde se uspostavi hidrostatička ravnoteža između gravitacijske sile i unutrašnjeg tlaka plina, slično kao u slučaju protozvijezde, samo što je ovaj puta uključen i tlak kojega stvara sam proces fuzije. Ta ravnoteža je razlog zašto se zvijezda više ne urušava i zašto je ona stabilna. Jednom kada započne proces fuzije, zvijezda počinje zračiti puno intenzivnije i ona će otpuhati ostatak plina i prašine koji je padao na protozvijezdu što znači da se masa zvijezde više neće povećavati. Tada zvijezda, ovisno o svojoj masi, prolazi svoj životni put, a taj životni put zvijezde se najbolje prikazuje Hertzsprung-Russelovim (H-R) dijagramom, koji je prikazan na slici 6.



Slika 6: Hertzsprung-Russelov dijagram koji pokazuje različite stadije života zvijezda [6]

H-R dijagram nam pokazuje povezanost luminoziteta zvijezde sa njenim spektralnim tipom, odnosno temperaturom, i njezinom veličinom. Luminozitet je s lijeve strane dijagrama dok je s donje strane temperatura neke zvijezde.

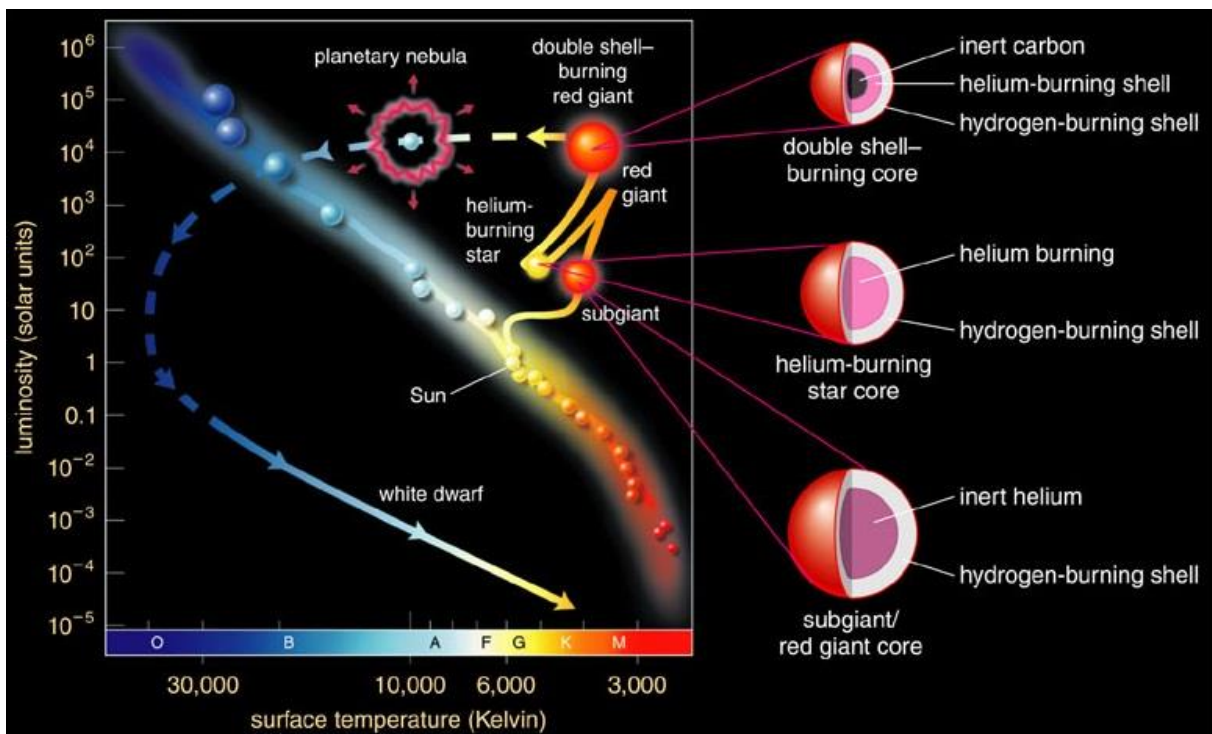
Vidimo poveznicu temperature zvijezde sa njezinom bojom na način da što je zvijezda toplija, to se više nalazi u plavom dijelu spektra. To opet možemo povezati sa Wienovim zakonom $\lambda_{\text{max}}T = b$, to jest što je temperatura zvijezde viša, to je λ_{max} manji, a što je λ_{max} manji, to znači da idemo prema plavom dijelu spektra. Osim temperatura i tipova zvijezda, na dijagramu vidimo i veličine zvijezda koje su izražene u jedinici mase Sunca. Ti radijusi zvijezda se na tzv. glavnom nizu povećavaju ukoso s donje desne strane dijagrama prema lijevo gore. U donjem dijelu dijagrama imamo i najmanje zvijezde u svemiru gdje bi spadale na primjer neutronske zvijezde i bijeli patuljci, a najveće zvijezde u svemiru se nalaze desno gore u području crvenih superdivova. Vidimo da je Sunce sasvim prosječna zvijezda i po veličini i po sjaju.

Dijagram se sastoji od nekoliko bitnih dijelova. Najvažniji dio dijagrama je takozvani glavni niz ili "main sequence". Glavni niz je područje gdje se nalazi većina zvijezda u svemiru i to su zvijezde koje fuzijom pretvaraju vodik u helij u središnjem dijelu zvijezde [1]. Postoji i poveznica mase zvijezde sa njenim tipom, pa što je zvijezda masivnija, to je ona plavija iz razloga što ima veću gravitacijsku silu i veću temperaturu jezgre gdje se reakcije fuzije odvijaju mnogo brže. Manje masivne zvijezde se nalaze na crvenom dijelu spektra na glavnom nizu i ondje se nalaze crveni patuljci, zvijezde kod kojih se fuzija odvija sporo i te zvijezde mogu živjeti jako dugo [1].

Imamo područje crvenih divova, to je područje divovskih zvijezda koje se bliže kraju svog životnog vijeka. U crvene divove prelaze neke zvijezde glavnog niza i to je drugi stadij njihovog životnog puta. Nakon faze crvenog diva zvijezde otpuštaju vanjske slojeve atmosfere i prelaze u fazu bijelih patuljaka. Ondje će se naći i Sunce nakon otprilike 6 milijardi godina [1]. Iznad glavnog niza imamo područje takozvanih superdivova. Radi se masivnim i vrlo sjajnim zvijezdama kod kojih se reakcija fuzije odigrava puno brže nego u Suncu i te zvijezde žive puno kraće, a životni vijek im završava eksplozijom supernove [1].

Na slici 7 je prikazan evolucijski put razvoja Sunca u budućnosti. Sunce je sada žuta zvijezda, negdje je nazvana i žutim patuljkom. Ono će kroz narednih 5 do 6 milijardi godina [1] prijeći u fazu crvenog diva, ili poddiva gdje će još uvijek pretvarati vodik u helij, ali u jezgri bude nataložen helij. Kada se pokrene naredna faza gdje će helij fuzijom prelaziti u ugljik, tada će se Sunce naći u fazi crvenog diva, a ta faza se još zove HB faza ili "horizontal branch" faza [1]. Nakon HB faze slijedi AGB faza sa ugljikovom jezgrom, helijevom ljuskom gdje se vrši fuzija helija u ugljik, vodikovom ljuskom gdje se vrši fuzija vodika u helij, te vanjske ovojnice zvijezde. Ljuske helija i vodika gdje se vrši fuzija se nalaze bliže površini zvijezde, te fuzija stvara tlak koji se opire gravitacijskom sažimanju što rezultira time da zvijezda u AGB fazi postaje i preko 200 puta veća nego što je bila na glavnom nizu. Ista sudbina čeka i Sunce [1].

Nakon toga Sunce će početi otpuštati vanjske slojeve atmosfere čime će nastati planetarna maglica, a u središtu te maglice će ostati bijeli patuljak čija veličina može biti usporediva sa Zemljinom [1].



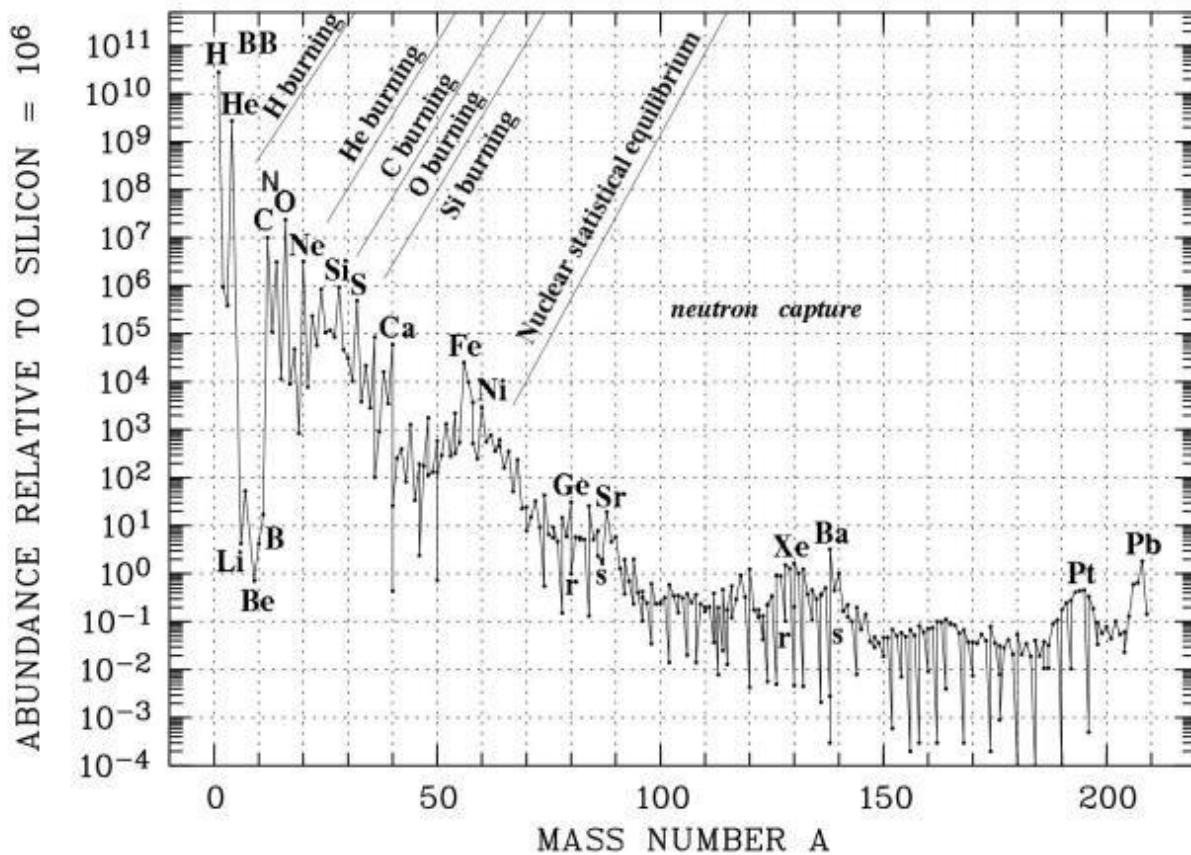
Slika 7: Evolucijska staza Sunca u H-R dijagramu [7]

Masivnije zvijezde od Sunca imaju malo drugačije životne puteve, pa tako supermasivne zvijezde postaju superdivovi koji nestaju u eksploziji supernove. Tijekom svih tih faza života, zvijezda fuzijom pretvara jedne elemente u druge elemente, od lakših prema srednje teškim sve do željeza, a u supernovi se događaju drugačiji procesi od fuzije kojima nastaju jezgre teže od željeza i smatra se da je dio težih elemenata u svemiru nastao upravo zbog supernova [1]. U nastavku ćemo proći kroz sve faze koje se događaju u zvijezdama da opišemo zašto zvijezde prolaze kroz takve životne puteve.

5. Zastupljenost elemenata u svemiru

Tijekom fuzije nastaju novi elementi u zvijezdama, a još i više kada se dogodi supernova. Na slici 8 imamo graf koji pokazuje zastupljenost elemenata u svemiru. Na grafu vidimo da imamo najviše vodika i helija, pa nakon toga slijede kisik, dušik i ugljik. Zanimljivo je primijetiti da imamo oštre vrhove kod pojedinih elemenata i da su više zastupljeni od drugih elemenata oko njih.

Slika 8 prikazuje zastupljenost elemenata u Sunčevom sustavu, a slična zastupljenost vlada i u svemiru. Vodika ima daleko najviše, čak preko 92%, što je i logično s obzirom da je on nastao tijekom Velikog Praska, a svi ostali elementi su nastali iz njega pomoću nukleosinteze. Drugi najzastupljeniji element je helij sa oko 7% zastupljenosti, a svi ostali elementi imaju zastupljenost ispod 0.1%.



Slika 8: Zastupljenost pojedinog elementa u Sunčevom sustavu [8]

Sve do željeza jezgre nastaju u procesu fuzije, dok s druge strane, brojne teške jezgre se raspadaju procesom fisije. Za nastanak elemenata težih od željeza potrebni su neki drugi procesi poput uhvata neutrona ili protona. Aktualna istraživanja pokazuju da elementi teži od željeza nastaju velikim dijelom u supernovama, ali i da su potrebni drugi izvori u svemiru koji bi u potpunosti objasnili zastupljenost pojedinih elemenata u svemiru. Jedan od ciljeva ovog rada je odgovoriti na pitanje zašto su neki elementi više zastupljeni od drugih, zašto imamo oštre vrhove kod pojedinih elemenata, te po čemu je željezo toliko posebno.

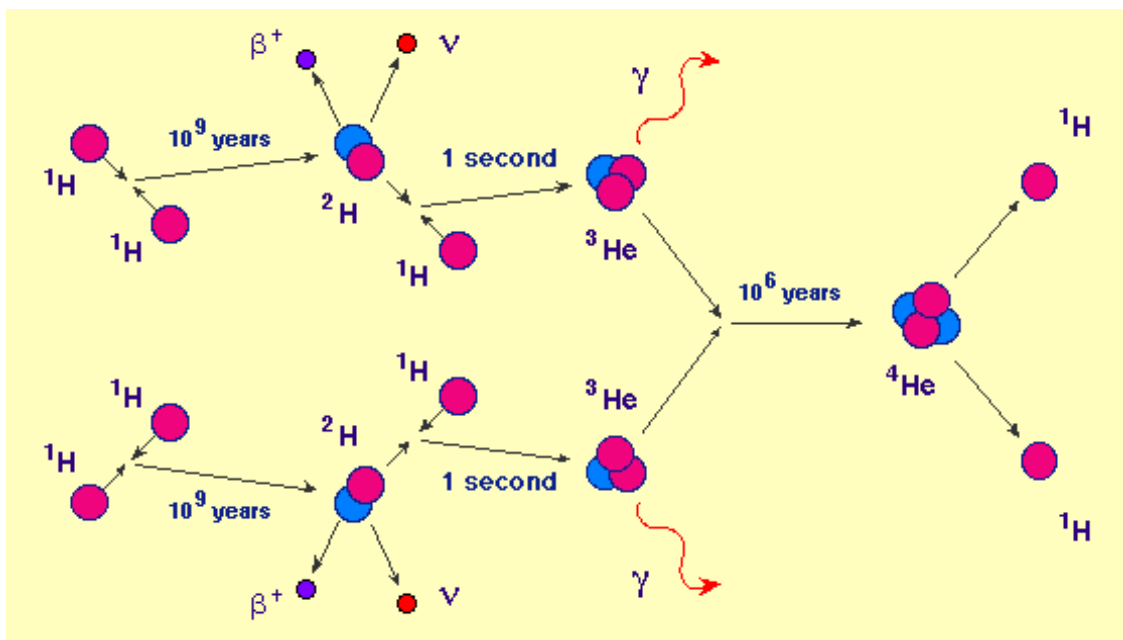
Da bi odgovorili na ta pitanja potrebno je ući malo dublje u same procese unutar zvijezde, svojstva atomskih jezgara, vidjeti koju ulogu zapravo ima fuzija i zašto fuzija ide baš do elementa željeza, a ne i dalje. Kakve reakcije fuzije imamo u zvijezdi ovisi o njenoj masi. Zvijezde poput Sunca reakcijom fuzije spajaju jezgre vodika u helij, a masivnije zvijezde provode te reakcije još dalje od helija, sve do željeza.

6. Fuzija u zvijezdama

Kada se protozvijezda dovoljno sažme, a njena unutrašnjost dovoljno zagrije, tada počinje proces fuzije. Nadovezujući se na sve rečeno u ranijem poglavlju, fuzija se dogodi kada dvije jezgre imaju dovoljno kinetičke energije da nadvladaju Coulombovu barijeru i približe se dovoljno da počinju osjećati djelovanje jake nuklearne sile koja tada nadvlada i združi ih u novu i težu jezgru.

6.1. Proton-proton ciklus

Proton-proton ciklus, ili p-p ciklus, je glavni fuzijski proces i glavni izvor energije u zvijezdama čija je masa do 1.3 mase Sunca [1]. To je glavni proces iz kojeg Sunce dobiva svoju energiju. Drugi poznati proces kojim zvijezde dobivaju svoju energiju je CNO ciklus i on je dominantan u zvijezdama masivnijim od Sunca.



Slika 9a: proton-proton ciklus reakcija, pp-1 grana [10]

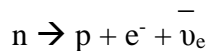
Proton-proton ciklus ima više dijelova i reakcija prije nego se nukleosintezom dobije završni produkt, helij (slika 9a). Početna reakcija p-p ciklusa je sudar dva protona. Protoni moraju imati dovoljnu kinetičku energiju da bi savladali Coulombovu barijeru među sobom budući da se prema Coulombovom zakonu oni električki odbijaju jer su istoimeni naboji. Kada se protoni međusobno dovoljno približe, tada na njih počinje djelovati kratkodosežna jaka nuklearna sila. Ona ima kratak doseg djelovanja i kada su protoni međusobno previše udaljeni, tada između njih dominira Coulombova interakcija i oni se odbijaju. No, kada se oni dovoljno približe, tada dođu unutar dosega djelovanja jake nuklearne sile, a jaka nuklearna sila je najjača poznata sila u prirodi. pp-1 grana prikazana na slici 9a i bit će detaljnije obrazložena u iduća dva potpoglavlja.

Osim protona, sve jezgre u nukleosintezi elemenata u zvijezdama prilikom fuzije podliježu istim pravilima. Jezgre se trebaju dovoljno približiti tako da jaka nuklearna sila između njih bude dominantna i da se više ne odbiju, čime se omogućuje stvaranje nove jezgre, to jest nastaje novi element i pritom se oslobađa energija. To je u samoj biti reakcija fuzije u zvijezdama.

6.1.1. Beta raspad

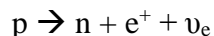
Početna reakcija p-p ciklusa je sudar dva protona dok ne uđu u doseg djelovanja jake nuklearne sile nakon čega prvo nastaje diproton, spoj dva protona koji je vrlo nestabilan i brzo se raspada. Diproton se najčešće raspada natrag u dva protona, no rijetko se dogodi i beta plus raspad gdje se jedan proton raspadne u neutron i pritom se oslobode neutrino i pozitron. Beta raspad može biti beta plus i beta minus. Za beta raspad bitno je djelovanje slabe nuklearne sile, a slaba nuklearna sila ima još manji doseg od jake nuklearne sile. To znači da protoni trebaju imati više kinetičke energije da bi se dodatno približili čime bi se omogućilo djelovanje slabe nuklearne sile. Zbog slabe nuklearne sile može se dogoditi beta raspad.

Beta minus raspad se obično događa u jezgrama bogatim neutronima. Tim raspadom se neutron raspadne u proton, a pritom se emitiraju elektron i elektronski antineutrino:



Pritom je bitno napomenuti da je masa neutrona (1.00866 u) veća od mase protona (1.00728 u, gdje je u atomska jedinica mase i iznosi $1.66 \cdot 10^{-27}$ kg), stoga ovaj raspad može ići prirodnim putem u neutronske bogate jezgre.

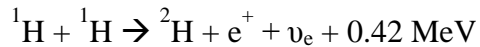
Beta plus raspad ide u obrnutom smjeru, tada se proton raspada u neutron, a oslobađaju se pozitron i elektronski neutrino,



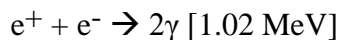
S obzirom da je masa protona manja od mase neutrona, za ovaj raspad je potrebna dodatna energija da bi se uopće dogodio. Dakle, dva protona trebaju dobiti dodatnu energiju iz okoline da bi se dogodio beta plus raspad i da bi time nastao deuterij. Puno češće se diproton raspada natrag u dva protona, ali ponekad se ostvare i uvjeti potrebni da bi se dogodio beta plus raspad i nastala jezgra deuterija.

6.2. pp-1 grana

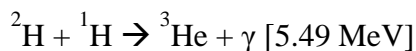
Zbog svega navedenog prva reakcija dva protona je vrlo spora. Reakciju možemo zapisati kao [9]:



Osim što nastaju deuterij, pozitron i neutrino, tijekom ove reakcije se oslobađa i energija. Pozitron koji se emitira se gotovo istog trena poništi sa jednim elektronom čime se oslobađaju dvije gama zrake ukupne energije koja odgovara sumi masa elektrona i pozitrona [9]:

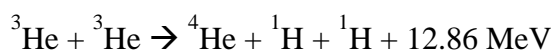


Nakon toga počinje proces fuzije i slijedi nova reakcija. Nastali deuterij ${}^2\text{H}$ se sudara sa protonom čime nastaje izotop helij-3 i pritom se oslobađa energija [9]:

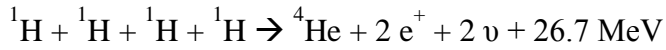


Ova reakcija se događa vrlo brzo. Pretpostavlja se da novonastali deuterij ${}^2\text{H}$ postoji tek nekoliko sekundi prije nego se pretvori u helij-3 [9]. Sljedeća reakcija u nizu je sudar dva helija-3 iz čega se oslobađaju dva protona i nastaje jezgra helija. Nakon što je nastao helij-3, sada proton-proton lanac ima više grana reakcija iz kojih može nastati helij. Na temperaturama do 14 milijuna Kelvina u jezgri zvijezde najviše njene energije dolazi od pp-1 grane reakcija. pp-1 grana je prikazana na slici 9a.

Nakon što nastane helij-3, dvije takve jezgre se međusobno sudare čime nastaje jezgra helija i oslobode se dva protona koji opet idu u daljnje procese fuzije [9].



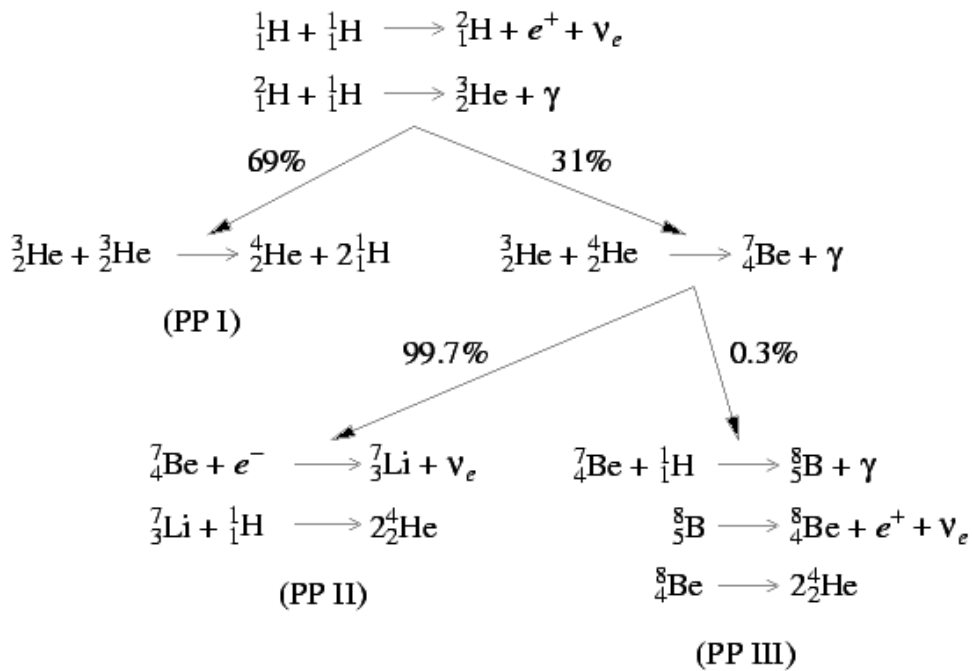
Čitavi proces nastajanja helija u pp-1 grani možemo zapisati kao [9]:



Najviše energije Sunce dobiva upravo iz pp-1 grane reakcija baš kao i zvijezde slične Suncu. No, osim pp-1 grane, postoje još dvije grane reakcija koje su aktivnije pri višim temperaturama.

6.3. pp-2 i pp-3 grane

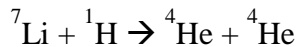
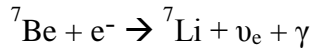
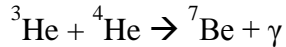
Na slici 9b su prikazane sve tri temeljne pp grane kojima se proizvodi helij.



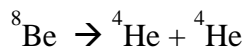
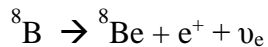
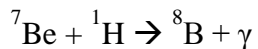
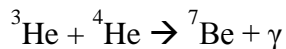
Slika 9b: Prikaz pp-1, pp-2 i pp-3 grana reakcija [40]

pp-2 i pp3 grane reakcija su aktivnije pri temperaturama višim od 14 milijuna Kelvina. pp-2 grana je najdominantnija pri temperaturama od 14 pa do 23 MK, dok je pp-3 grana najizraženija pri temperaturama višim od 23 MK.

pp-2 grana se odvija preko procesa koji uključuju berilij ${}^7\text{Be}$ i litij ${}^7\text{Li}$. Završni produkt ove reakcije su dvije jezgre helija, jedan pozitron i dva neutrina. pp-2 grana se razlikuje od pp-1 grane nakon što nastane helij-3 koji u pp-1 grani ide u reakciju sa drugim helijem-3, no u pp-2 grani on ide u reakciju sa helijem [11]:



Na kraju procesa nastaju dvije jezgre helija. Osim pp-2 grane, imamo i pp-3 granu kod koje se berilij ne sudara sa elektronom da tvori litij, već ovdje reakcija ide preko bora koji se pritom beta plus raspada u berilij ${}^8\text{Be}$ [11]:



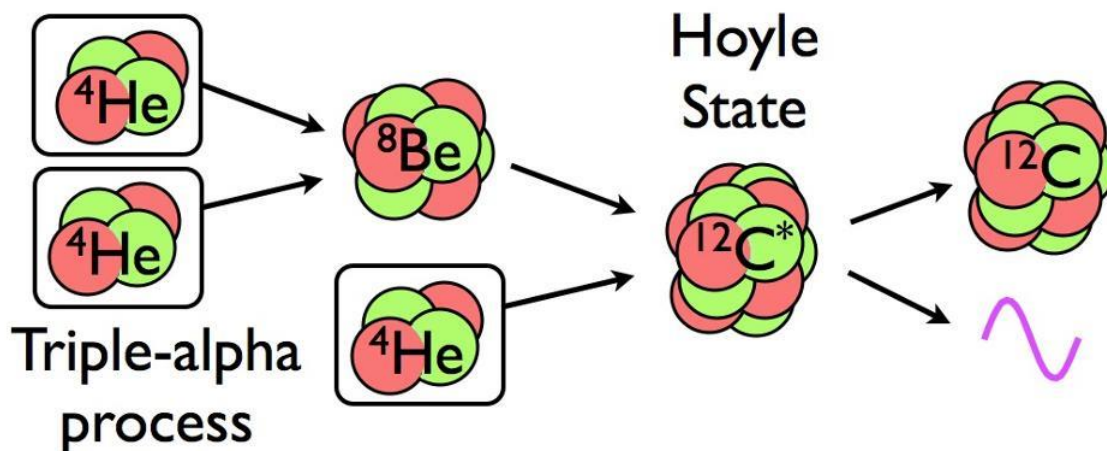
Na kraju procesa opet nastaju dvije jezgre helija. Ovaj lanac reakcija je aktivniji u zvijezdama masivnijima od Sunca koje imaju veću temperaturu u središtu, a sam lanac reakcija je manje zastupljen od prva dva lanca zato što je ovdje prisutan beta plus raspad koji se događa kada jezgra primi dodatnu energiju, pa se proton može raspasti u neutron.

Svi ovi procesi su zastupljeni u zvijezdama, a glavni izvor energije su u zvijezdama koje imaju otprilike masu Sunca i manje masivne zvijezde od Sunca. Kako se u jezgri događa fuzija vodika u helij pomoću spomenutih procesa, tako se ondje taj helij nakuplja. Helij-4 je vrlo stabilna jezgra što ćemo još naknadno vidjeti i prokomentirati, te se on nakuplja u jezgri zvijezde. Da bi se dogodila fuzija helija, potrebne su veće kinetičke energije jer je Coulombovo odbijanje dvije jezgre helija jače nego u slučaju dva protona. Ako u središtu zvijezde ne vlada dovoljno visoka temperatura, tada fuzija helija ne može krenuti, te se on samo nakuplja. Oko nakupljenog

helija ima još vodika koji reakcijom fuzije prelazi u helij. Zvijezda uđe u stadij poddiva gdje se oko središnjeg dijela gdje se taloži helij događa fuzija vodika, te se zvijezda proširi.

6.4. Hoyleovo stanje

U zvijezdama koje su oko 1.3 puta masivnije od Sunca [1] postoji još jedan ciklus reakcija koji je kod njih glavni izvor energije, CNO ciklus. Međutim, problem je u tome što za CNO ciklus treba ugljik ^{12}C . Reakcije ugljika, dušika i kisika su ključ nastanka ostalih elemenata potrebnih za život i za objašnjenje reakcija fuzije u zvijezdama [12]. Fred Hoyle je 1954. godine postulirao da treba postojati egzotični izotop ugljika u nestabilnom pobuđenom stanju na 7.65 MeV-a koji bi objasnio stvaranje ugljika u zvijezdama. Nekoliko godina kasnije ovo predviđanje je eksperimentalno potvrđeno [12]. Radi se o ugljiku ^{12}C u pobuđenom stanju koji je vrlo nestabilan, a oslobađanjem energije emisijom gama zračenja postaje vrlo stabilan. To pobuđeno nestabilno stanje se još naziva i Hoyleovo stanje i slično stanje postoji i za druge elemente.



Slika 10: Prikaz nastanka izotopa ^{12}C u Hoyleovom stanju [31]

Kada će Sunce iskoristiti većinu vodika za fuziju u helij, tada će se nakon faze poddiva opet početi sažimati jer reakcije fuzije više neće biti toliko učestale i intenzivne da bi se stvorio dovoljan tlak koji bi spriječio sažimanje zvijezde. Sunce će se tada sažimati toliko dugo dok temperatura središnjeg dijela ne poraste dovoljno da dvije jezgre helija mogu nadvladati

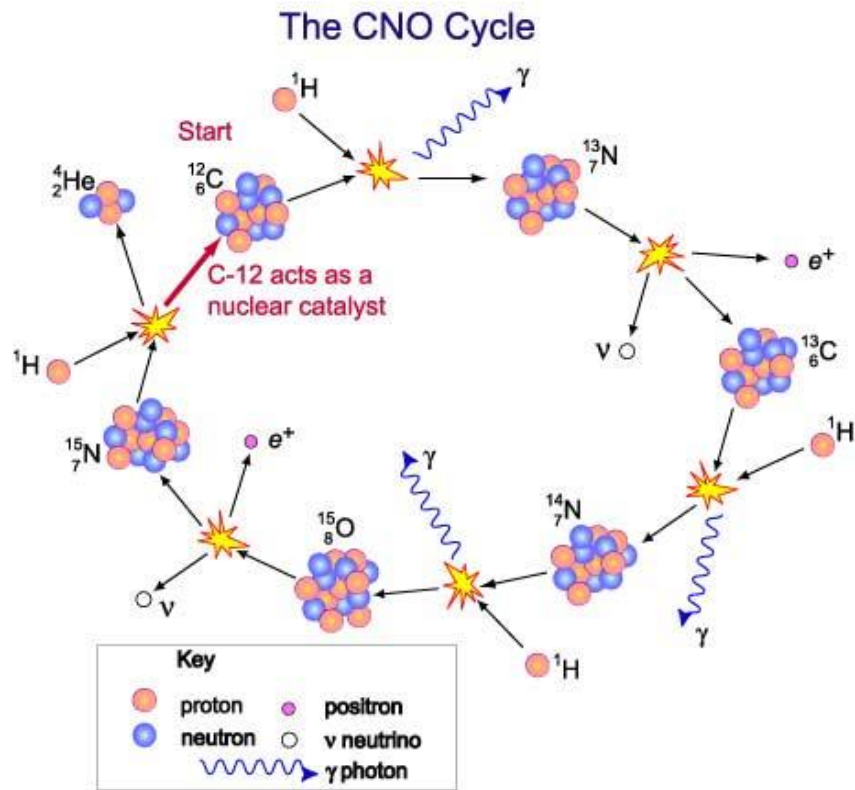
Coulombovu barijeru i sudariti se tvoreći berilij ^8Be . No, taj berilij je vrlo nestabilan i brzo se raspada natrag u helij osim ako se u međuvremenu ne sudari s novom jezgrom helija, tada nastaje ugljik ^{12}C koji je u Hoyleovom nestabilnom pobuđenom stanju i raspada se natrag na berilij i helij, no u rijetkim slučajevima ugljik-12 prelazi u osnovno stanje i oslobađa energiju gama zrakom, te tada nastane stabilan izotop ugljika ^{12}C koji pritom ide u nove reakcije fuzije kao katalizator.

6.5. CNO ciklus

CNO ciklus je još jedan ciklus fuzije vodika u helij, ali pomoću katalizatora ugljika, dušika i kisika koji ubrzavaju taj proces. Ovaj ciklus reakcija je glavni izvor energije za zvijezde koje su barem 1.3 puta masivnije od Sunca [1]. Te zvijezde imaju jaču gravitacijsku silu od Sunca i one imaju višu energiju u središnjem dijelu. Za p-p lanac potrebna je temperatura od barem 4 milijuna Kelvina, dok je za CNO ciklus potrebna temperatura od barem 15 milijuna Kelvina [13]. To je minimum potreban za CNO ciklus i na tim temperaturama on je slabo zastupljen, a na sve višim temperaturama on počinje biti dominantan izvor energije.

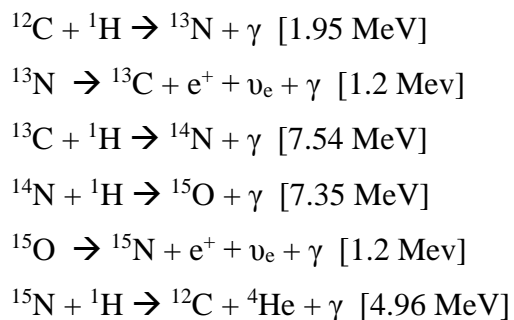
Postoje dva tipa CNO ciklusa, jedan je hladni, a drugi je vrući. O kakvom CNO ciklusu će se raditi ovisi o temperaturi u središtu zvijezde i tlaku. Hladni CNO ciklusi su tipični za zvijezde, dok je vrući CNO ciklus prisutan u novama i u raznim neobičnim uvjetima. Tijekom CNO ciklusa sudaraju se jezgre ugljika, dušika i kisika sa protonom, to jest radi se o uhvatu protona na jezgrama katalizatorima. Na procese uvelike utječe i beta plus raspad koji se kod hladnog CNO ciklusa događa brže nego sam proces fuzije.

6.5.1. CNO-I



Slika 11: Prikaz CNO-I ciklusa [15]

Ovo je prvi ciklus reakcija u kojima se pretvara vodik u helij pomoću katalizatora ugljika, dušika i kisika [14]:

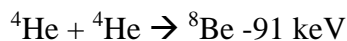


Dakle, reakcija kreće sa sudarom protona i ugljika i kroz nekoliko reakcija i kroz dva beta plus raspada dolazi se na kraju do ugljika i helija. Na ovaj način iz vodika pomoću katalizatora nastaje helij. Osim CNO-I ciklusa postoje još tri hladna CNO ciklusa i tri vruća CNO ciklusa koji se zovu HCNO ciklusi ili "hot" CNO ciklusi.

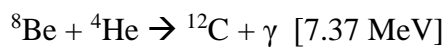
6.6. Trostruki-alfa proces

Trostruki-alfa proces je prvi proces u kojem se događa fuzija helija u teže elemente poput berilija i ugljika. Kada se Suncu u središnjem dijelu nakupi ostatak helija, tada će se oko jezgre formirati ljuska vodika koja će fuzijom prelaziti u helij, a zvijezda će se proširiti i biti više desetaka puta veća nego prije. Kada se vodik potroši, više ništa neće sprječavati gravitacijsko sažimanje zvijezde i onda će se sažimati toliko dugo dok u središtu temperatura ne poraste dovoljno da započne fuzija helija u berilij, pa sve do ugljika. Tijekom ove faze događa se takozvani "helijev bljesak" kada putem trostrukog-alfa procesa iz helija nastanu velike količine ugljika. Te reakcije su nagle i intenzivne, fuzija stvara mnogo veći tlak, te se zvijezda proširi i može postati čak 200 puta veća nego je bila.

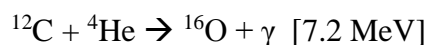
Prvi korak trostrukog alfa procesa je sudar dva helija [9]:



Da bi se ova reakcija dogodila, zapravo treba uložiti dodatnu energiju jer jezgra berilija je vrlo nestabilna i raspada se vrlo brzo. No, prije nego se raspadne postoji šansa da se sudari s drugom jezgrom helija čime nastaje ugljik kao što se vidi na slici 10 [9]:

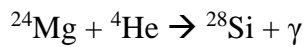
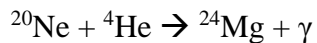
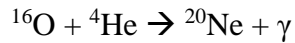
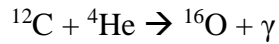


Ugljik ${}^{12}\text{C}$ je produkt trostrukog-alfa procesa zato što se sastoji od tri alfa čestice, a to su upravo jezgre helija. To je ista ona jezgra ugljika koju smo spominjali kod Hoyleovog stanja, te nastali ugljik ${}^{12}\text{C}$ je u pobuđenom stanju sa 7.37 MeV-a dodatne energije. Tada ugljik ${}^{12}\text{C}$ može prijeći iz Hoyleovog stanja u osnovno stanje i pritom oslobodi tu količinu energije. Kao dodatna reakcija, neke jezgre ugljika se sudare s helijem čime nastaje kisik, a to je ujedno i početna reakcija alfa procesa [9]:



6.7. Gorenje helija

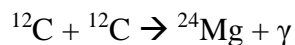
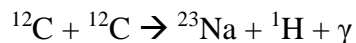
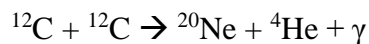
U višestruko masivnijim zvijezdama od Sunca procesi u jezgri idu prema još težim jezgrama. Gorenjem helija koji se nakuplja u jezgri mogu nastati elementi poput magnezija i silicija. Radi se o skupu procesa kojima sudarom sa helijem nastaju sve teže jezgre [9].



U masivnijim zvijezdama čija je masa barem 8 puta veća od mase Sunca počinje gorenje ugljika u kisik ili neon, pa zatim neona u magnezij i tako dalje. Postoje četiri procesa u kojima se nakon helija nastavlja fuzija u masivnijim zvijezdama.

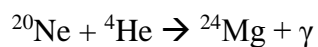
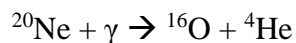
6.8. Gorenje ugljika

Nakon što zvijezda potroši svoje gorivo u heliju, tada počinje fuzija težih jezgara poput ugljika. Da bi fuzija ugljika mogla početi potrebne su temperature od oko 500 milijuna kelvina. Tada ugljik može početi fuziju do magnezija [16]:



6.9. Gorenje neona

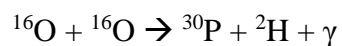
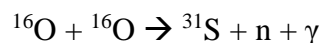
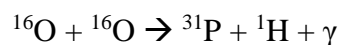
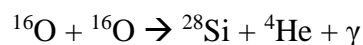
Reakcije fuzije s neonom slijede nakon gorenja ugljika kada se količina ugljika dostupna za fuziju bitno smanji. Tada započinju procesi gorenja neona [16]:



Tijekom gorenja neona stvara se središnji dio zvijezde sastavljen od kisika i magnezija. Stoga, nakon toga slijedi gorenje kisika u teže jezgre.

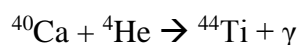
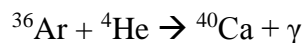
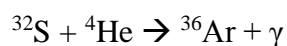
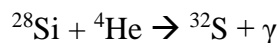
6.10. Gorenje kisika

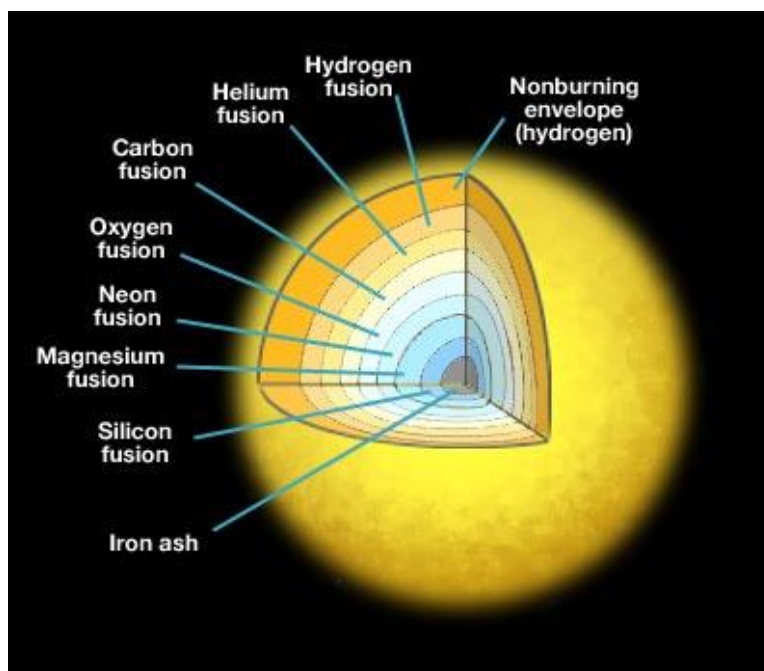
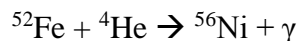
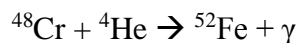
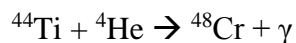
Gorenje kisika kreće nakon gorenja neona. Središnji dio zvijezde se sada sastoji od magnezija i kisika, te na temperaturama od oko 2 milijarde Kelvina [16] proces gorenja kisika može početi.



6.11. Gorenje silicija

Ovo je završni proces u fuziji elemenata u zvijezdama koji ide sve do završnih produkata nikla i željeza. Nakon potrošnje kisika sredica zvijezde se sastoji uglavnom od silicija i sumpora. Započinje fotodizintegracija silicija i sumpora čime nastaje kontinuirani snop protona i α čestica koje se sudaraju s ostalim jezgrama i time nizom reakcija nastaju željezo i nikel:





Slika 12: Unutrašnjost masivne zvijezde i formirane ljuske fuzije [17]

Poslije željeza nema fuzije jer da bi se dogodila fuzija željeza treba uložiti dodatnu energiju dok reakcije prije nikla oslobađaju energiju. Tu je bitan izotop željeza ${}^{56}\text{Fe}$ koji je zajedno s niklom jedan od najstabilnijih elemenata i iako je moguće da se dogodi fuzija željeza-52 u nikal, željezo-56 više ne može proći fuziju i to je završni produkt fuzije u zvijezdama. Teži elementi mogu nastati fuzijom zbog kaotičnih uvjeta koji vladaju u središtu zvijezde, ali u principu bez dodatne energije fuzija željeza-56 je nemoguća.

Svi gore navedeni procesi opisuju fuziju u zvijezdama. Nakon fuzije vodika formira se jezgra helija, nakon toga helij počinje fuziju i formira se jezgra ugljika, pa ugljik ide u fuziju i formira se jezgra neona, pa zatim jezgra kisika i magnezija, a zatim silicija i sve težih elemenata sve do željeza i nikla. Slika 12 pokazuje kako se formiraju ljuske ili slojevi gdje se i dalje može izvršavati fuzija određenog elementa. U središtu se nalaze željezo i nikal jer dalje od njih elementi ne mogu nastati fuzijom bez uložene energije.

Nakon što zvijezda potroši svo gorivo za fuziju, tada počinje gravitacijsko sažimanje koje ovog puta fuzija ne može zaustaviti jer je fuzija ostataka elemenata preslaba i tada se zvijezda sažima sve dok se ne ostvare uvjeti za odboj materije od gustog središnjeg dijela prema van i ne nastane eksplozija supernove. U supernovi dolazi do naglog oslobađanja energije i naglo počinju različiti procesi, među kojima i oni u kojima nastaju elementi teži od željeza. Sada se više ne radi o fuziji kao dosad, već se radi o drugačijim procesima, ali i o drugačijem okruženju gdje se procesi odvijaju.

7. Oslobađanje energije u fuziji i energija vezanja po nukleonu

Kroz sve navedene reakcije fuzije vidimo da nastaju nove jezgre i da se pritom oslobađa energija. Ta oslobođena energija kroz navedene reakcije fuzije je zapravo energija koju dobiva i potom zvijezda zrači. Postavlja se pitanje zašto se uopće to događa, zašto se energija oslobađa kroz fuziju. Da bismo odgovorili na to pitanje, trebamo gledati kakve su Q-vrijednosti reakcija.

Q-vrijednost reakcije nam govori o tome koliko se energije oslobodilo pri toj reakciji. Pritom se koristi ekvivalencija mase i energije:

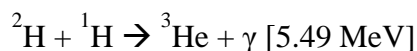
$$E = mc^2$$

E je energija sustava, m je masa sustava, a c je brzina svjetlosti u vakuumu.

Q-vrijednost se pomoću kinetičke energije tada računa kao:

$$Q = K_{\text{konačno}} - K_{\text{početno}} = (m_{\text{početno}} - m_{\text{konačno}}) \cdot c^2$$

Da bi izračunali kolika je Q vrijednost reakcije, trebamo usporediti početnu masu sustava sa konačnom masom sustava i tada pomoću $E = mc^2$ izračunati Q vrijednost. Na primjer, uzmimo u obzir fuziju deuterija i protona čime nastaje helij-3:



Masa vodika ${}^1\text{H}$ iznosi 1.007825 amu [22]

Masa deuterija ${}^2\text{H}$ iznosi 2.014102 amu [22]

Masa helija-3 ${}^3\text{He}$ iznosi 3.016049 amu [22]

Δm lijeve i desne strane jednadžbe iznosi $m({}^2\text{H}) + m({}^1\text{H}) - m({}^3\text{He}) = 0.005878$ amu

amu, označavana i sa u , je atomska masena jedinica i ona iznosi $1.6605 \cdot 10^{-27}$ kg. Amu je definirana kao 1/12 mase neutralnog atoma ^{12}C u osnovnom stanju prema kojem se tada određuje masa svih drugih elemenata.

Kada deuterij i proton tvore helij-3 kroz fuziju, dio mase iz reakcije se negdje izgubi. Taj dio mase se zapravo oslobodi kao energija i na taj način zvijezda dobiva energiju iz fuzije elemenata u njenoj jezgri. Sada tu razliku masa trebamo uvrstiti u formulu da izračunamo Q vrijednost reakcije:

$$Q = (m_{\text{početno}} - m_{\text{konačno}}) \cdot c^2 = \Delta m c^2 = 0.005878 \text{ amu} \cdot c^2 = 8.784 \cdot 10^{-13} \text{ J} = 5.483 \text{ MeV}$$

Ovo je bio samo jedan primjer reakcije od mnogih koje se zbivaju u zvijezdama, a kod kojih Q vrijednost varira jer ovisi o tome koliki je Δm reakcija. Te vrijednosti variraju od 1 MeV pa sve do nekoliko desetaka MeV-a.

Dobiveni rezultat nam govori o tome da se fuzijom deuterija i protona u helij-3 oslobodi oko 5.5 MeV-a energije, i to je energija koju tada dobiva zvijezda i koju ona zrači u okolinu. Vidimo da je masa helija manja od mase koju dobijemo kada zbrojimo mase deuterija i vodika na isti način kako je zbroj masa dva protona i dva neutrona veći nego masa samog helija. Drugim riječima hadroni u vezanom stanju imaju drugačiju masu od sume njihovih masa, a razlog je taj što se dio energije otpusti nakon reakcije jer jezgre imaju drugačiju energiju vezanja po nukleonu.

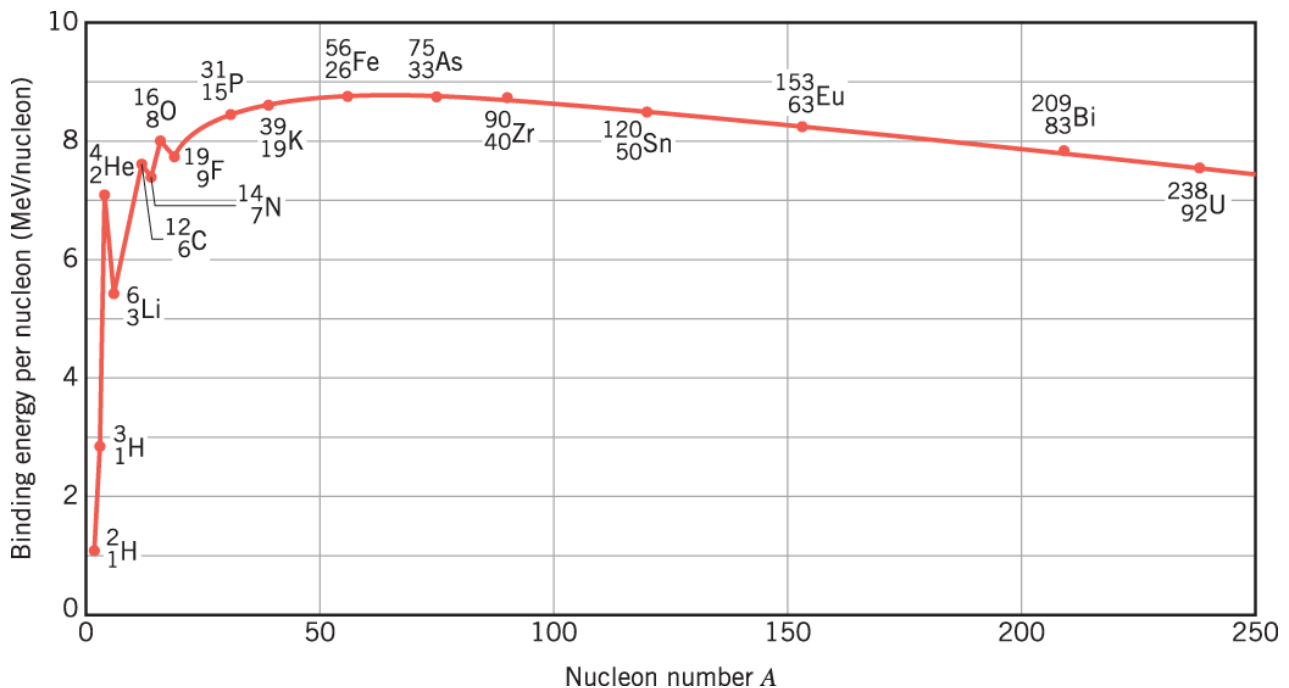
Energija vezanja po nukleonu nam govori o tome koliko energije je potrebno uložiti da bismo mogli razbiti neku jezgru. Energija vezanja postoji zbog jake nuklearne sile koja djeluje između nukleona i to je najjača poznata sila u svemiru.

Svaki nukleon u jezgri djeluje jakom nuklearnom silom na sve ostale nukleone i tako se jezgra ne raspadne uslijed djelovanja električne sile odbijanja između protona s obzirom da na tim udaljenostima dominira jaka nuklearna sila. Prvi osnovni element čiju energiju vezanja po nukleonu možemo razmatrati je upravo deutron ili ^2H . Radi se o vezanom sustavu protona i neutrona i njihova energija vezanja je 2.22 MeV. Kada bismo u tu jezgru dodali još jedan proton, tada bismo dobili helij-3. Tada bismo u jezgri imali ukupno 3 nukleona i svi međudjeluju jakom nuklearnom silom. To bi značilo da očekujemo da je njihova energija vezanja veća nego što je to

slučaj kod deuterona. I doista, energija vezanja helija-3 iznosi 7.72 MeV. Kada bismo u jezgru dodali još jedan neutron, imali bismo ukupno četiri nukleona u jezgri i očekivali bismo da je sada energija vezanja još veća. Helij ima energiju vezanja od 28.3 MeV.

Naravno, ovo je vrlo pojednostavljen način razmišljanja i stvar je u stvarnosti mnogo kompleksnija. Na primjer, ${}^6\text{Li}$ ima šest nukleona u jezgri, no njegova energija vezanja je manja nego od helija. Preciznije je govoriti o prosječnoj nuklearnoj energiji vezanja po nukleonu. Ona nam govori o tome koliko energije bismo trebali uložiti da izvadimo neki nukleon iz te jezgre, a na slici 10 imamo graf koji pokazuje energiju vezanja po nukleonu za razne elemente. Helij ima ukupnu energiju vezanja od 28.3 MeV što znači da ima prosječnu energiju vezanja po nukleonu jednaku 7.08 MeV.

Slika10 predstavlja graf prosječne energije vezanja po nukleonu za jezgre različitog masenog broja A. Vidimo da energija vezanja raste sve do željeza ${}^{56}\text{Fe}$ koji je najstabilniji element. Za njega trebamo uložiti najviše energije od svih elemenata da bismo destabilizirali tu jezgru, oko 8.8 MeV. Vidimo da poslije željeza energija vezanja po nukleonu pada. S lijeve strane grafa do željeza-56 ide reakcija fuzije koja pritom oslobađa energiju, a s desne strane ide reakcija fisije koja u tom slučaju oslobađa energiju.



Slika 13: Energija vezanja po nukleonu za razne elemente [18]

Nakon svih opisanih reakcija fuzije i pomoću grafa energije vezanja po nukleonu možemo se vratiti na sliku 8 gdje se postavilo pitanje zašto je zastupljenost elementata u svemiru baš takva kakva je. U svemiru najviše ima vodika, čini čak preko 92% materije što je i za očekivati s obzirom na teoriju Velikog Praska. Helij je drugi najzastupljeniji element koji čini oko 7% materije u svemiru zato što on nastaje pomoću fuzije vodika, a ta fuzija je bila zastupljena i u Velikom Prasku, te je najzastupljenija u zvijezdama. Osim toga, gledajući graf sa energijom vezanja po nukleonu, vidi se da je helij puno stabilniji od susjednih elemenata, stoga većina reakcija će završiti jezgrom helija upravo zbog te stabilnosti. Sljedeći element po zastupljenosti je kisik sa oko 0.1%, a svi ostali elementi su mnogo manje zastupljeni.

Sljedeći šiljak vidimo kod ugljika kod oba grafa, a također je slično i za kisik. Šiljci kod neona i silicija kod slike 8 se mogu lako objasniti fuzijom u zvijezdama gdje nastaje višak neona nakon fuzije ugljika, a višak silicija nastaje nakon fuzije kisika. Sumpor, kalcij i željezo također imaju veću zastupljenost od susjednih elemenata i upravo ti elementi nastaju u većini reakcija fuzije u zvijezdama, recimo kod alfa procesa. Isto tako vidimo da berilij i litij imaju manju zastupljenost zato što su nestabilni i brzo se raspadaju, te ne sudjeluju u ciklusima gorenja u zvijezdama.

8. Supernova

Supernova je događaj koji se dogodi na kraju životnog puta zvijezde koja je barem 8 puta masivnija od Sunca [1] ili prilikom urušavanja bijelog patuljka u dvojnog sustavu zvijezda, no nas zanima varijanta supernove poznata kao tip II. U masivnoj zvijezdi se formiraju ljuske u kojima se vrši fuzija različitih elemenata kao što to prikazuje slika 12. Svaka reakcija fuzije oslobađa energiju i stvara se tlak koji se opire gravitacijskom sažimanju zvijezde, te je zbog toga ona u hidrostatskoj ravnoteži u kojoj će ostati dokle god će biti aktivna reakcija fuzije. Međutim, fuzijom se jedni elementi spajaju da formiraju drugi element, a materijala u zvijezdi nema beskonačno i tako se kroz vrijeme mijenja raspodjela elemenata u zvijezdi, a u njenom središnjem dijelu se nakupi ostatak produkata fuzije u obliku željeza koje ne može u daljnje

reakcije fuzije jer je potrebno uložiti dodatnu energiju u tu reakciju za razliku od ostalih reakcija fuzije koje oslobađaju energiju.

Kako se u jezgri nakuplja željezo, tako zvijezda ima sve manje materijala za fuziju i to se popularno kaže da zvijezda troši svoje gorivo. Masivnije zvijezde imaju jaču gravitaciju i u njihovom središnjem dijelu je temperatura veća nego u manje masivnim zvijezdama, te su samim time i reakcije fuzije brže što znači da zvijezda brže potroši svoje gorivo. Kako ima sve manje materijala dostupnih za fuziju, tako reakcija fuzije slabi, a zvijezda se počinje gravitacijski sažimati jer protutlak koji nastaje od fuzije više nije dovoljno jak da zvijezda bude u hidrostatskoj ravnoteži. Tada se zvijezda počinje jako brzo urušavati čime u njenoj unutrašnjosti raste temperatura, a čestice materije se nalaze u sve gušćem stanju. Naposljetku, dogodi se nagli niz procesa koji vode prema odboju materije od gustog središnjeg dijela što konačno rezultira eksplozijom supernove u kojoj zvijezda otpuhne vanjske slojeve atmosfere, a ovisno o masi ostatka jezgre od masivne zvijezde ostaje ili neutronska zvijezda, ili crna rupa.

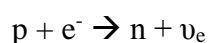
Supernove nisu toliko rijetke pojave na razini svemira, ali su vrlo rijetke na razini naše galaksije. Unazad tisuću godina ljudi su vidjeli samo tri supernove vidljive golim okom u našoj galaksiji, dok su one češće ako se teleskopom gleda i u druge galaksije. Jedna od najpoznatijih supernova dogodila se 1987. godine u Velikom Magellanovom Oblaku, susjednoj patuljastoj galaksiji, i prikazana je na slici 14. Otprilike tri sata prije nego je svjetlost supernove došla do Zemlje, iz tog smjera se pojavio nagli tok neutrina, a tek nakon toga se pojavila i svjetlost koja je otkrila da se radi o supernovi [1].



Slika 14: Supernova 1987a, slika lijevo je prije supernove, a desno je supernova [20]

Postavljaju se sada dva pitanja. Jedno je kako i kada su ti neutrini nastali, a drugo je kako su mogli stići do Zemlje prije svjetlosti s obzirom da se radi o česticama koje imaju masu i prema teoriji relativnosti čestice s masom se ne mogu gibati brzinom svjetlosti, nego sporije od toga.

Jedan od procesa iz kojeg se oslobađa neutrino se zove uhvat elektrona. Kako se zvijezda sažima, tako se materija zgušnjava i počinju se događati sudari jezgara i elektrona. Pri sudaru elektrona sa jezgrom proton prelazi u neutron i oslobađa se elektronski neutrino i pri toj reakciji atomski broj jezgre se smanjuje za jedan:

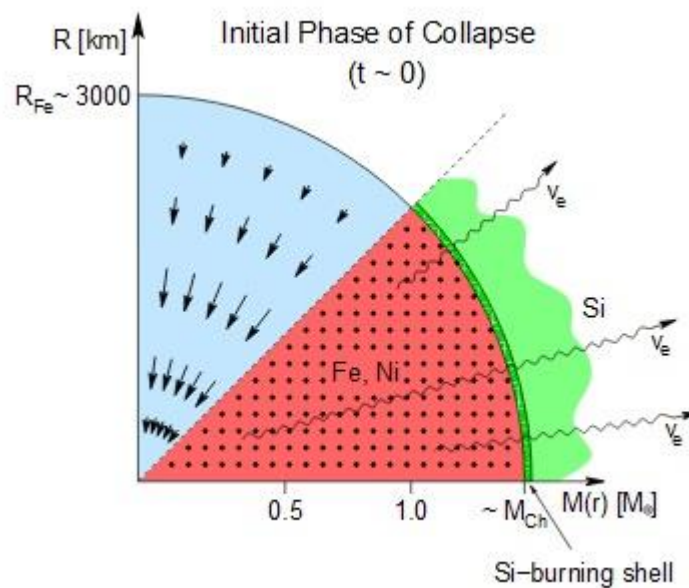


Također je moguć uhvat elektrona na slobodnim protonima. Uhvatom elektrona smanjuje se tlak degeneriranog elektronskog plina koji održava zvijezdu stabilnom. Ti procesi događaju se u fazi koja prethodi samoj eksploziji supernove, a oslobođeni neutrini gotovo neometano mogu prolaziti kroz materiju i oni odmah izlete van zvijezde gotovo brzinom svjetlosti. Na taj način neutrini prenose energiju iz unutrašnjosti zvijezde na njene vanjske slojeve. Samoj svjetlosti treba više vremena da iz jezgre dođe do površine jer je indeks loma zvjezdane materije veći od 1 i

oslobođeni fotoni iz reakcija konstantno međudjeluju s tom materijom prije nego stigne do površine kada se oslobodi u svemir.

Oko središta bogatog željezom još uvijek sagorijeva silicijeva ljuska čiji krajnji produkt fuzije je željezo, te sredica zvijezde na taj način postaje sve masivnija. Kada središte zvijezde dosegne masu od 1.44 masi Sunca, takozvana Chandrasekharova granica, tada tlak degeneriranog elektronskog plina više nije dovoljan da drži zvijezdu u ravnoteži, te se ona počinje urušavati [1]. Kolaps središta prema gustoj neutronske materiji koja će kasnije ostati kao neutronska zvijezda je vrlo brzi proces koji traje tek koju sekundu dok se oko središta formira šok val koji se širi prema vanjskim slojevima zvijezde.

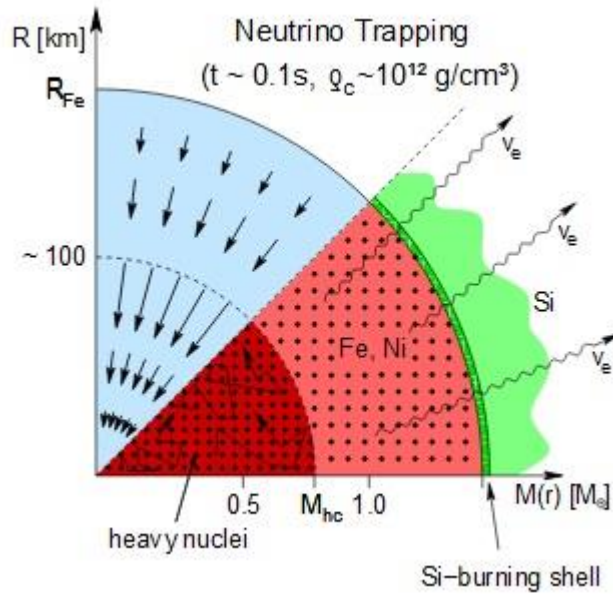
Supernova se može podijeliti u nekoliko osnovnih stadija. Prva i osnovna faza uključuje nestanak fuzijskog goriva i povećanje mase sredice, proces uhvata elektrona i smanjenje tlaka degeneriranog elektronskog plina što dovodi do urušavanja.



Slika 15: Prva faza supernove – urušavanje zvijezde[37]

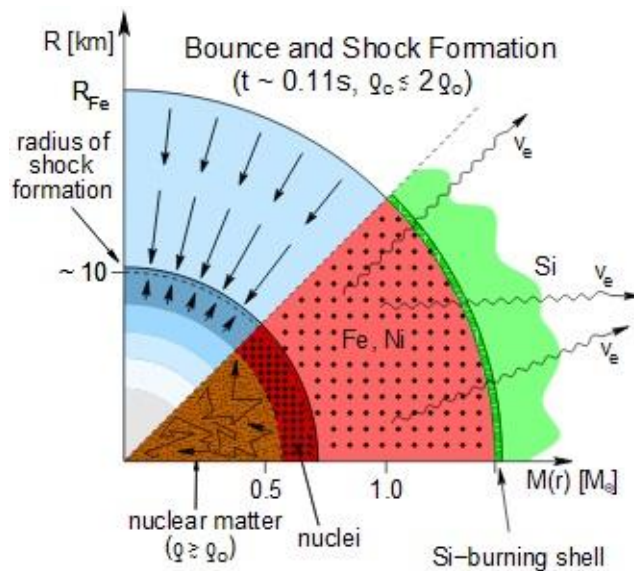
Druga faza se događa kada se pod tlakom materije koja se urušava zbog gravitacionog sažimanja, gustoća materije poveća do otprilike $\rho = 10^{12}$ g/cm³. Tada neutriini više ne prolaze

kroz materiju toliko lako kao tijekom prve faze, već se oni raspršuju na jezgrama i samim time bivaju zarobljeni u središnjem dijelu zvijezde. Time se povećava gustoća neutrina



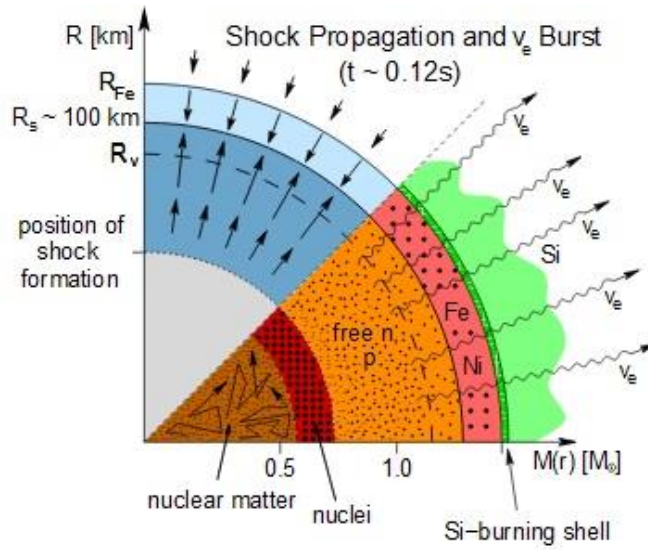
Slika 16: Druga faza supernove – zarobljavanje neutrina[37]

Gustoća neutrina se toliko povećava da oni izazivaju obrnute reakcije od uhvata elektrona kojima se u središtu uspostavlja ravnoteža protona i neutrona. Kroz drugu fazu se središte zvijezde smanjuje, a kroz treću fazu se smanji na oko desetak kilometara.



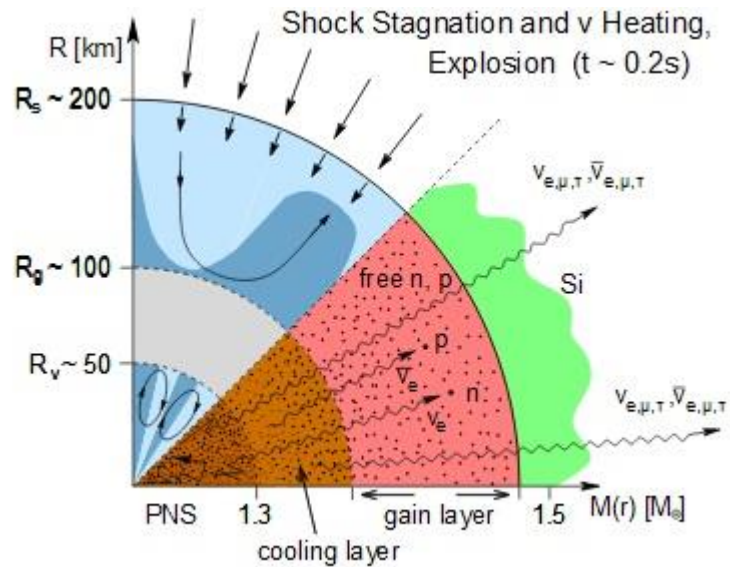
Slika 17: Treća faza supernove – nastanak šok vala [37]

Gustoća središnjeg dijela koji odgovara nuklearnoj materiji, povećava se i do $\sim 10^{14}$ g/cm³ [37], pa se materija koja se urušava odbije od gustog središnjeg dijela, nastaje i emitira se šok val kroz sredicu zvijezde. Taj šok val se tada širi prema vanjskim slojevima zvijezde.



Slika 18: Četvrta faza supernove – bljesak neutrina [37]

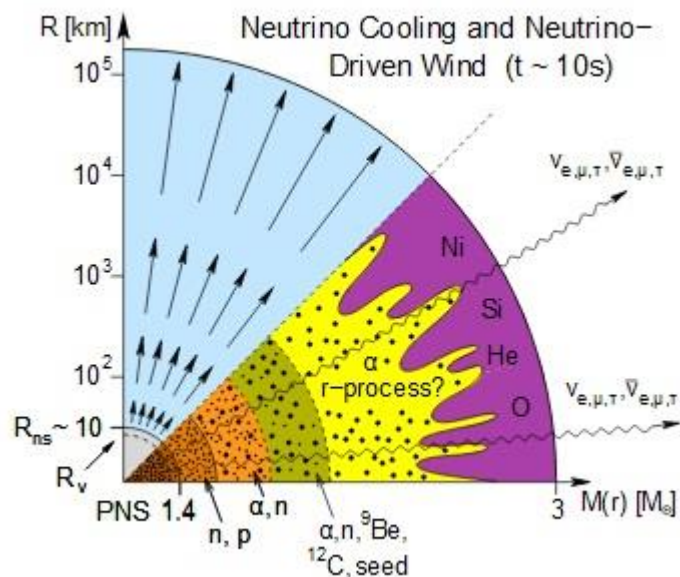
U četvrtoj fazi se šok val širi prema vanjskim slojevima zvijezde i prolazi kroz sloj željeza. Željezo se zagrijava i tali. Kako se šok val širi, tako materija postaje prozirnija za prolaz neutrina, te oni naglo počinju izlaziti tvoreći neutrinске bljeskove. Iza šok vala ostaju slobodni protoni i neutroni.



Slika 19: Peta faza supernove – stagnacija šok vala [37]

Početni šok val nema dovoljno energije da zvijezda eksplodira, te se on zaustavlja na oko 200 km radijusa [37]. Kako se šok val širi prema van, tako mu pada energija za zagrijavanje materije i oslobađanje neutrina, a energiju dobiva od vanjskih slojeva koji se urušavaju i idu u suprotnom smjeru od šok vala. Postigne se nekakva energetska ravnoteža zvijezde..

Za posljednju fazu supernove zaslužni su neutriini iz jezgre koji zagrijavaju slojeve iza šok vala sa kontantnom apsorpcijom i emisijom iz jezgara, te se uspostavlja novi šok val koji se širi prema vanjskim slojevima zvijezde. Taj novi šok val se širi kako se neutriini kreću prema vanjskim slojevima, te prolazi kroz ostale slojeve zvijezde sve dok ne raznese vanjski sloj zvijezde u okolinu. Kako šok val prolazi kroz slojeve neona, kisika i ugljika, tako se po nekim teorijskim modelima stvaraju idealni uvjeti za r-proces i p-proces kojima nastaju elementi teži od željeza.



Slika 20: Šesta faza supernove – novi šok val koji raznosi vanjske slojeve zvijezde [37]

Sudbina zvijezde ovisi o tome kolika je masa preostale jezgre. Kako se zvijezda urušava, osim što se događa uhvat elektrona, ti elektroni bivaju sve gušće zbijeni do stanja degeneriranosti kada ih Paulijev princip isključenja sprječava da se nađu u istom kvantnom stanju, te se javi degenerirani tlak elektrona koji sprječava daljnje sažimanje zvijezde. Taj tlak će u budućnosti spriječiti ostatak jezgre našeg Sunca da se dalje urušava, te će tada ostati bijeli patuljak [1]. No, ukoliko je masa jezgre iznad Chandrasekharove granice koja nam govori o tome kolika je maksimalna dopuštena masa bijelog patuljka, tada degenerirani tlak elektrona više ne može spriječiti gravitacijsko sažimanje jezgre i upravo to se dogodi kod jezgara masivnih zvijezda.

Kako se zvijezda nastavlja urušavati, urušava se do trenutka dok se ne pojavi neutronska degenerirani tlak u jezgri. Budući da su neutron fermioni, tada oni zbog Paulijevog principa isključenja ne mogu prijeći u isto kvantno stanje, te tada oni sprječavaju zvijezdu od daljnjeg urušavanja. Ukoliko masa preostale jezgre ne prelazi otprilike 8 puta mase Sunca, tada taj središnji dio nuklearne materije dominirane neutronima postaje stabilan i zvijezda se ne urušava dalje, već ostaje neutronska zvijezda. Tijekom ove faze temperatura središta zvijezde je tisuće puta veća od temperature u središtu Sunca, te termalnom emisijom se oslobađaju neutrini i antineutrini i dogodi se nagli bljesak neutrina i tijekom ovih reakcija oslobađa se puno više neutrina nego prilikom uhvata elektrona [21].

Dio materijala preostale zvijezde počinje padati prema središtu i ukoliko središnji dio zvijezde postane previše masivan, tada niti neutronske degenerirani tlak ne može spriječiti zvijezdu od daljnjeg sažimanja, no ovaj puta ne postoji poznata granica niti način kako bi se spriječilo urušavanje zvijezde u crnu rupu. Tada život zvijezde završava crnom rupom.

Fuzija u zvijezdama nam daje odgovor na pitanje kako su nastali teži elementi od litija u svemiru, a reakcije fuzije idu sve do elementa željeza. Zbog toga su supernove posebno zanimljive zato što se u njima javljaju procesi u kojima mogu nastati elementi teži od željeza što nije moguće s fuzijom u zvijezdama. Aktualna istraživanja pokazuju da je u supernovama nastao značajan dio elemenata u svemiru, i one su značajan razlog zašto postoje elementi teži od željeza, a jedan od bitnih procesa koji je zaslužan za to je proces brzog uhvata neutrona ili r-proces. Supernovama život zvijezda završava, a pravo istraživanje nastanka elemenata težih od željeza tek počinje.

9. Nukleosinteza elemenata težih od željeza

Na slici 13, koja prikazuje energiju vezanja po nukleonu za razne elemente, vidimo da se izotop željeza ^{56}Fe nalazi u samom vrhu s najvećom energijom vezanja po nukleonu. Dosad smo se upoznali s procesima u zvijezdama gdje smo vidjeli da zvijezde dobivaju energiju iz reakcija fuzije iz lakših u teže jezgre jer se pri svakoj toj reakciji oslobađa energija i na taj način reakcija fuzije stvara tlak koji sprječava zvijezdu da se gravitacijski uruši, to jest ona je u hidrostatskoj ravnoteži. No, fuzija u zvijezdama ide sve do elementa željeza jer do tog trena fuzijom se oslobađa energija. Da bi se ostvarila fuzija elemenata težih od željeza, tada je potrebno uložiti dodatnu energiju da bi taj proces uopće bio moguć. Tuneliranjem kroz Coulombovu barijeru moguće je ostvariti fuziju u teže elemente od željeza, ali ti procesi su vrlo rijetki i nipošto nisu dovoljno zastupljeni da bi mogli držati zvijezdu u hidrostatskoj ravnoteži.

Veliki se problem nalazi u postojanju električnog odbijanja jezgara u kojima se nalaze protoni i neutroni, a protoni dviju jezgara se međusobno odbijaju. Energetski najpovoljnija reakcija bi bila fuzija željeza i protona, odnosno željeza i helija zato što tada imamo slabije

električno odbijanje nego u slučaju kada se pokušavaju sudariti na primjer dvije jezgre željeza. Međutim, na slici 12 se vide ljuske fuzije koje se formiraju unutar zvijezde i vidimo da se u jezgri taloži željezo dok se najbliže površini odvija fuzija vodika u helij, a ispod same površine imamo ljusku vodika. To znači da se glavnina helija i vodika u masivnoj zvijezdi nalazi daleko od željezne jezgre, stoga je reakcija željeza i helija u teoriji moguća, ali u uvjetima odnosno raspodjeli jezgara u zvijezdi ustvari vrlo rijetka.

Oko željezne jezgre se talože teže jezgre, stoga za daljnju fuziju željeza u još teže jezgre potrebno je sudariti dva iona od kojih oba imaju dvadesetak protona u jezgri, što znači da imaju jako električno odbijanje i što dalje znači da kinetička energija čestica treba biti jako velika da bi se ti ioni uopće mogli približiti unutar dosega jake nuklearne sile. Temperatura unutrašnjosti zvijezde bi trebala dodatno narasti da bi se to postiglo, ali to ima svojih ograničenja.

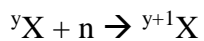
Energija vezanja po nukleonu za elemente poput željeza je preko 8 MeV-a, a to znači da nam treba energija od preko 8 MeV-a da bismo mogli razbiti jezgru. Na temperaturama od oko $5.8 \cdot 10^{10}$ K srednja energija fotona iznosi oko 8 MeV-a [23] i to znači da oni imaju dovoljno energije da razbiju formirane jezgre na komponente u reakciji koja se zove fotodezintegracija. Ona se događa kada fotoni visokih energija predaju svoju energiju jezgri tijekom međudjelovanja i tada jezgra može doći u nestabilno pobuđeno stanje iz kojeg se raspada ili također postoji mogućnost da se iz jezgre naprosto izbije proton, neutron ili alfa čestica. Stoga, čak i da se postigne dovoljna temperatura u zvijezdama da se dogodi fuzija dva teška iona, na tim temperaturama bi energija fotona bila dovoljno velika da bi oni u potpunosti onemogućili nastanak težih jezgara jer bi međudjelovanjem s jezgarama imali dovoljno energije da iste rastave na komponente. Drugim riječima, jezgre ne mogu preživjeti temperature od oko 10^{10} K. [23]

Postavlja se pitanje na koji način onda mogu nastati jezgre teže od željeza budući da je fuzija vrlo neizgledan proces zbog opisanih razloga. Jedan od procesa kojim se to može postići je uhvat neutrona. Neutron je neutralna čestica, stoga između neutrona i jezgara ne postoji električno odbijanje budući da neutron nema naboj. Da bi se uhvat neutrona dogodio, potrebno je imati tok neutrona, a najčešće govorimo o toku neutrona u zvijezdama tijekom raznih stadija evolucije. Prije supernove postoje uhvati neutrona u ranijim stadijima evolucije zvijezde, npr. u

uvjetima hidrostatičke ravnoteže gdje se cijeli proces odvija sporo i kroz mnogo vremena, dok se u supernovi proces odvija brzo i naglo jer tada postoji jaki tok neutrona

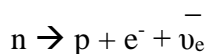
9.1. Uхват neutrona

Uхват neutrona predstavlja reakciju u kojoj se neutron sudari s nekom jezgrom, uhvati se u njoj, i pritom se formira neki drugi izotop jezgre istog broja protona, ali nukleonski broj (odnosno broj neutrona) se toj jezgri poveća za jedan:



Neutroni su neutralne čestice, stoga u njihovom slučaju ne postoji Coulombova barijera koju trebaju nadvladati da bi se približili jezgri kao u slučaju protona koji, kako je objašnjeno kod fuzije, trebaju imati dovoljnu kinetičku energiju da bi se zbog odbijanja od drugih protona iz jezgre uopće mogao približiti i ostvariti fuziju. Iz tog razloga teorija uhvata neutrona objašnjava nukleosintezu elemenata težih od željeza i kako su se ti elementi uopće pojavili.

No, prvi uvjet da bi se uхват neutrona uopće mogao dogoditi jest da trebamo imati slobodan i intenzivan tok neutrona koji se pritom mogu sudarati sa jezgrama tvoreći teže izotope istog elementa. Problem kod uhvata neutrona predstavlja činjenica da su slobodni neutroni nestabilni i da im je vrijeme poluživota oko 15 minuta, za beta raspad u proton uz oslobađanje elektrona i elektronskog antineutrina [23].



To znači da bi se uхват neutrona trebao dogoditi prije nego se on raspadne u proton jer ako se neutron raspadne u proton, tada opet postoji Coulombova barijera između tog protona i drugih jezgara, te tada pričamo o reakciji fuzije, a ne o uhvatu neutrona. Kako jezgra uhvati neutron, tada nastaje drugi izotop istog elementa koji može biti stabilan ili nestabilan. Ukoliko je nastali izotop nestabilan, on će se beta minus raspadom raspasti u sljedeći element u periodnom sustavu koji ima atomski broj (odnosno broj protona) veći za 1. Drugim riječima, neutron u jezgri

tog izotopa se u opisanoj reakciji raspada na proton i pritom se oslobađa elektron i elektronski antineutrino.

Uhvat neutrona se dijeli na dva bitna procesa ovisno o tome kojom brzinom se događa uhvat neutrona s obzirom na vrijeme beta raspada nastale jezgre. Ukoliko se jezgre nastale uhvatom neutrona raspadnu beta minus raspadom prije nego postanu mete za novi uhvat neutrona, tada pričamo o s-procesu, ili "slow" procesu na temelju engleske riječi "slow" koja znači "sporo". Tada se radi o sporom procesu uhvata neutrona. Ako s τ_n označimo srednje vrijeme uhvata neutrona, a s τ_β srednje vrijeme beta raspada nestabilne jezgre nastale uhvatom neutrona, tada možemo zapisati uvjet za s-proces:

$$\tau_n \gg \tau_\beta.$$

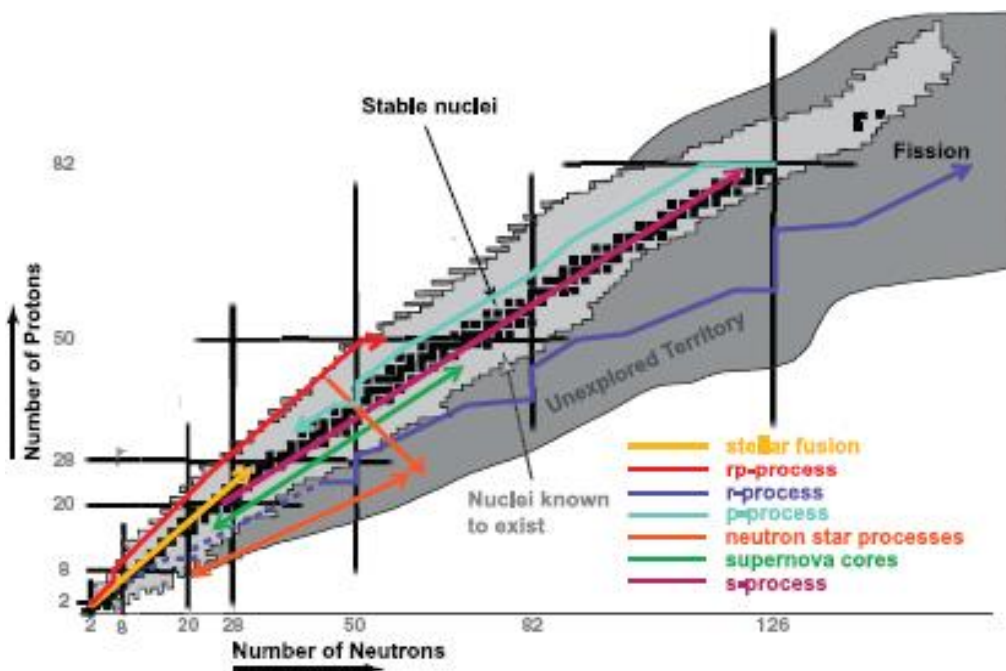
Ovo vrijedi za s-proces, a znači da je srednje vrijeme uhvata neutrona puno dulje od srednjeg vremena beta minus raspada nestabilne jezgre, što znači da će se ta jezgra raspasti u stabilnu jezgru prije nego bude imala priliku uhvatiti novi neutron. Međutim, ako je tok neutrona intenzivan i srednje vrijeme uhvata neutrona je puno manje od srednjeg vremena beta raspada nestabilne jezgre, tada govorimo o r-procesu, ili "rapid" procesu koji je brzi proces uhvata neutrona. Za njega vrijedi:

$$\tau_n \ll \tau_\beta.$$

To znači da je srednje vrijeme uhvata neutrona puno manje od srednjeg vremena beta raspada nestabilne jezgre, što znači da će ta jezgra uhvatiti novi neutron prije nego se raspadne beta raspadom u drugu jezgru. U r-procesu mogu nastati vrlo teški izotopi istog elementa prije nego se beta raspad dogodi i na taj način vrlo naglo mogu nastati teške jezgre.

U novije vrijeme se istražuje i novi proces, takozvani i-proces ili "intermediate" proces koji se ostvaruje kada su srednja vremena uhvata neutrona i beta raspada usporediva, a tim procesom se nastoji objasniti nastanak i zastupljenost određenih elemenata

9.2. Mapa nuklida i dolina stabilnosti



Slika 21: Mapa nuklida (na x-osi je broj neutrona, na y-osi je broj protona). Stabilne jezgre su označene crnim kvadratićima, a naznačeni su putevi različitih procesa za proizvodnju jezgara.[39]

Mapa nuklida na slici 21 prikazuje sve jezgre između granica vezanja koje su određene uvjetom da unutar tih granica jezgra ima vezano stanje. Na osi apscisa je broj neutrona, a na osi ordinata je broj protona. Na slici vidimo područja stabilnih jezgara koje su označene crnim kvadratićima, te nestabilne jezgre označene svijetlo-sivom bojom. Sivom bojom su označeni elementi koji još nisu eksperimentalno istraženi čije se postojanje predviđa teorijskim izračunima.

Mapu nuklida možemo podijeliti na dva dijela. Jedan dio se odnosi na područja ispod stabilnih jezgara gdje vidimo područja izotopa gdje prevladava veći broj neutrona naspram broja protona. Za te izotope kažemo da su bogati neutronima. Iznad stabilnih jezgara nalazi se područje nestabilnih izotopa gdje jezgra sadrži povećani broj protona s obzirom na stabilne izotope istog materijala, stoga za to područje kažemo da sadrži izotope bogate protonima, posebice u području lakših jezgara.

Na slici 21 je žutom bojom označeno područje fuzije u zvijezdama koja se odvija do elementa željeza gdje fuzija prestaje. Nakon elementa željeza procesi kojima nastaju teži elementi se više ne odvijaju fuzijom, već na drugačiji način. S-proces, ili spori proces uhvata neutrona se odvija u blizini i kroz područja stabilnih jezgara. Proces se odvija sporo i kroz dugo vremena, upravo po tome je i dobio ime. Na taj način mogu nastati nestabilne jezgre kod kojih se dogodi raspad neutrona u proton i proces raspada ide toliko dugo dok ne nastane stabilna jezgra. R-proces je brzi proces uhvata neutrona kada imamo gusti tok neutrona koji se sudaraju s jezgrama i pritom broj nukleona u jezgri naglo raste, te dobivamo izotope koji su sve bogatiji neutronima. No, ti izotopi su vrlo nestabilni i u njima se događa raspad neutrona u proton baš kao i u s-procesu, ali kod r-procesa tok neutrona je intenzivan i ondje se uhvat događa brže nego beta raspad, pa zato mogu nastati izotopi koji su vrlo bogati neutronima i vrlo nestabilni.

Osim procesa kod jezgara bogatih neutronima, imamo procese koji se događaju kod jezgara bogatih protonima, takozvani p-proces i rp-proces. P-proces je bio predstavljen kao uhvat protona, no s vremenom se prihvatila ideja da se radi o slučaju kada se gama zrake visoke energije sudare sa jezgrom i pritom iz nje izbijaju protone, neutrone ili alfa čestice. Rp-proces je vrlo brz proces uhvata neutrona, no on je još u dobroj mjeri neistražen i ne zna se točno u kojim uvjetima dolazi do tog procesa.

Na desnom dijelu grafa vidimo područje teških jezgara gdje se događa fisija i vidimo da stabilnih jezgara ima u konačnom broju. Te teške jezgre su nestabilne i one se kroz proces fisije raspadaju prema stabilnijim jezgrama.

Za nastanak velike većine elemenata težih od željeza su odgovorni procesi uhvata neutrona, dok su procesi uhvata protona mnogo rjeđe zastupljeni [24].

10. s-proces

Ovaj proces je dobio ime po tome što se radi o sporom procesu uhvata neutrona, a ime je dobio prema engleskoj riječi "slow" koja znači "sporo". U ovom procesu jezgra uhvati neutron čime nastaje teži izotop istog elementa koji se pritom beta minus raspadom raspada u stabilniji element većeg broja protona Z ukoliko se jezgra prije toga ne sudari sa drugim neutronom. Za s-proces vrijedi uvjet:

$$\tau_n \gg \tau_\beta.$$

To znači da je srednje vrijeme uhvata neutrona mnogo dulje od srednjeg vremena beta raspada nastale jezgre u stabilniju jezgru. Zbog toga se kaže da se s-proces odvija u blizini i u području stabilnih jezgara. No, da bismo razmotrili uhvat neutrona, potrebno je prvo razumijeti odakle bi ti neutroni uopće dolazili. Prvi potencijalni neutroni mogu biti oslobođeni tijekom gorenja helija [24]. Za zvijezdu koja ima 25 puta veću masu od Sunca od stadija gorenja helija u jezgri pa sve do supernove ima otprilike 10^5 godina, s tim da gotovo svo to vrijeme otpada upravo na gorenje helija jer kako se formiraju slojevi težih elemenata, oni sve brže gore u teže jezgre [24]. Prije se pretpostavljalo da zvijezda treba imati masu barem 25 puta veću od mase Sunca da bi bila pogodna za s-proces, no danas znamo da se s-proces odvija u određenoj mjeri u svim zvijezdama koje su barem 8 puta masivnije od Sunca [24]. Dakle, s-proces se odvija i tijekom raznih stadija života zvijezde, a što je zvijezda masivnija, tim ona brže troši svoje gorivo i tim je kraće dostupno vrijeme da se odvijaju s-procesi.

Kako se formiraju ljuske težih jezgara, te jezgre brže gore u teže jezgre, a temperatura pod kojom se odvija proces je također viša. To opet možemo povezati sa time da je težim jezgrama potrebna veća kinetička energija da bi se sudarile zbog Coulombovog odbijanja i reakcija se ne događa ako se temperatura sloja ne poveća dovoljno da se to ostvari.

Ako uzmemo temperaturu od 10^8 K, brzina termalnih neutrona je oko 10^8 cm/s. Budući da je dostupno vrijeme s-procesa oko 10^5 godina, to znači da bi broj neutrona trebao biti oko 10^8 na cm^3 ako bismo pretpostavili da svaka jezgra savršeno absorbira neutrone [23]. Obično je gustoća materije takve zvijezde iznad 100 g/cm^3 , što znači da, ako bi sva materija bila sastavljena od helija, udio neutrona u materiji bio tek jedan na $7 \cdot 10^{18}$ čestica. To bi značilo da, pri ovakvoj

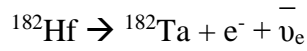
općenitoj pretpostavci, s-proces bi se mogao odvijati pri vrlo niskim gustoćama neutrona s obzirom na gustoću ostatka materije.

Kako je opisano u odlomku 9.1. Uхват neutrona, tijekom procesa se jezgri s brojem protona Z poveća broj neutrona N i ona postaje nestabilniji izotop istog elementa, te se beta minus raspadom raspada prema stabilnijoj jezgri sljedećeg elementa protonskog broja $Z+1$. Ukoliko je nastala jezgra stabilna, ona se ne raspada dalje sve dok se ne dogodi novi uхват neutrona, tada ako je nastali izotop nestabilan, on će se opet raspasti beta minus raspadom u stabilniji element protonskog broja $Z+2$. S-proces se tako nastavlja duž doline stabilnosti prema težim elementima, a pritom se postepeno mijenja odnos broja nukleona N i protona Z . Postoji granica dokle ovaj proces ide, a granica se javlja pri elementima poput ^{209}Bi , ^{206}Pb i ^{204}Pb koji su nestabilni na α raspad. Sve jezgre prije toga nisu nestabilne na α raspad i stoga one mogu pomoću uhvata neutrona i beta minus raspada stvarati teže jezgre. Znači, s-proces može ići dokle god ne dođe do jezgara koje su nestabilne na α raspad:

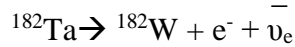


Stoga, jezgre teže od bizmuta i olova ne mogu nastati s-procesom jer se nastale jezgre raspadaju alfa raspadom na lakše jezgre.

S-proces se kreće duž stabilnih jezgara kod kojih se dogodi neutronska uvaž, te tada nastaje teži izotop istog elementa. Ukoliko je taj izotop stabilan, tada će on uvažiti novi neutron da nastane još teži izotop istog elementa. Ako je nestabilan, tada će se raspasti beta minus raspadom na stabilnu jezgru elementa protonskog broja $Z+1$ koja je opet spremna za novi uvaž neutrona.



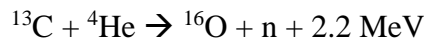
No, i izotop ^{182}Ta je zapravo nestabilan i on bi se pritom raspao u volfram ^{182}W :



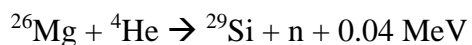
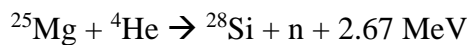
Volfram ^{182}W je stabilan stoga se on više ne bi raspadao, već bi bio meta za novi uhvat neutrona kojim bi nastao stabilan izotop ^{183}W , pa nakon toga ^{184}W i tako se proces nastavlja sve dok se ne dođe do novog nestabilnog elementa u lancu reakcija koji će se tada beta minus raspadom raspasti u sljedeći $Z+1$ element.

10.1. Izvor neutrona za s-proces

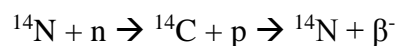
U s-procesu se radi o uhvatu neutrona, no postavlja se pitanje odakle uopće dolaze ti neutroni koji se tada mogu sudariti s jezgrama i tvoriti elemente teže od željeza. Prvi glavni izvor neutrona dolazi od CNO ciklusa gdje se dušik ^{13}N raspada u ugljik ^{13}C , a taj izotop ugljika je idealan izvor neutrona u zvijezdama u sljedećoj reakciji [23]:



To je egzotermna i vrlo bitna reakcija kod koje se oslobađaju neutroni koji su pritom dostupni za neutronske uhvate na težim jezgrama. Osim te reakcije, postoje još i druge egzotermne reakcije koje su mogući izvori neutrona u zvijezdama [23]:

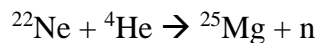


Problem pri ^{13}C reakciji je postojanje jezgre ^{14}N koja ima veliki udarni presjek za neutrone i koja bi te iste neutrone iskorištavala prije nego bi oni uspjeli stići do težih jezgara. Problem je reakcija [23]:



Izotop ^{14}N je vrlo dominantan produkt CNO ciklusa i to bi značilo da bi se većina neutrona mogla trošiti u spomenutoj reakciji i s-proces bi tada bio prerijetko zastupljen. Rješenje je došlo u obliku hipoteze da bi se tijekom faze oslobađanja neutrona da se vanjska ovojnica vodika povremeno miješa sa ljuskom u kojoj se proizvodi ^{12}C kroz trostruki α proces čime bi vodik i ugljik ^{12}C mogli tvoriti dušik ^{13}N koji bi se pritom raspadao u ugljik ^{13}C od kojega bi krenula reakcija proizvodnje neutrona. Spomenuto hipotetsko miješanje slojeva zvijezde bi značilo da bi u jednom trenu ugljik došao do vanjske ovojnice zvijezde čime bi dobili poznate "ugljkove zvijezde".

Drugi bitan izvor neutrona dolazi od izotopa neona ^{22}Ne u reakciji [23]:



Kod ove reakcije nema problema sa jezgrama koje dobro apsorbiraju neutrone ^{14}N i ^{18}O jer su ti elementi konzumirani prije nego je nastao neon ^{22}Ne [23]:



10.2. Glavni i slabi s-proces

Da bi se objasnila zastupljenost elemenata težih od željeza, s-proces se razdvojio na dvije vrste s-procesa koji bi dominirali u različitim uvjetima. Prvotna pretpostavka je bila da se

tijekom s-procesa javlja kontinuirani pritek neutrona, ali kasnije se došlo do toga da s-proces zapravo ima dvije glavne vrste reakcija.

Glavni s-proces se javlja u zvijezdama koje su do nekoliko puta masivnije od Sunca u AGB fazi kada počinje gorenje helija u središnjem dijelu zvijezde i glavnina neutrona dolazi od ^{13}C reakcije. Ovom glavnom komponentom s-procesa proizvode se elementi koji imaju broj nukleona od 90 pa sve do 209. [23].

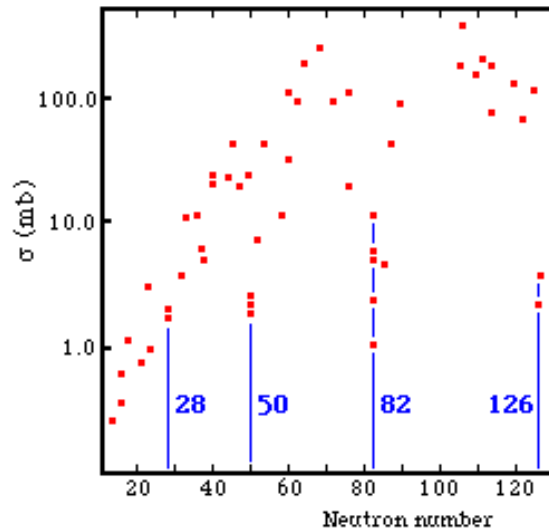
Slabi s-proces se javlja u masivnijim zvijezdama i glavnina neutrona dolazi od reakcije s jezgrom ^{22}N . Ovom komponentom s-procesa proizvode se elementi s brojem nukleona između 56 pa sve do 90 [23].

10.3. Apsorpcija neutrona i udarni presjek

Nemaju svi elementi i izotopi jednaki udarni presjek za apsorpciju neutrona. Na primjer izotop ^{14}N je takozvani neutronske otrov jer on za neutron ima veliki udarni presjek i on stoga odlično apsorbira neutron [23]. Elementi koji imaju veći udarni presjek će lakše apsorbirati neutrone dok oni sa manjim udarnim presjekom će biti slabi absorberi za neutron, to jest oni će puno rjeđe uspjeti napraviti neutronske uhvat.

Općenito pravilo je da što je jezgra bogatija neutronima, tim ona teže apsorbira novi neutron i ujedno postaje sve nestabilnija kao što smo vidjeli u primjeru s-procesa od hafnija do osmija. Zanimljivo je razmatrati i jezgre oko magičnog broja protona ili neutrona. U nuklearnoj fizici magičan broj nukleona je onaj broj nukleona koji u potpunosti popune ljusku. Ti brojevi su: 2, 8, 20, 28, 50, 82 i 126. Elementi koji imaju magičan broj nukleona u jezgri imaju nešto veću energiju vezanja od susjednih jezgara i takvi elementi i izotopi su stabilniji od onih susjednih. To se može vidjeti i na slici 10 na primjeru kisika ^{16}O . To su elementi koji imaju magičan broj i za protone i za neutrone i mnogo su stabilniji od drugih izotopa.

Na slici 23 se vidi da jezgre koje imaju magičan broj ili neutrona ili protona, imaju manji udarni presjek za apsorpciju neutrona, a to znači da one puno teže naprave uhvat neutrona nego ostale jezgre oko njih.



Slika 23: Udarni presjek za apsorpciju neutrona [38]

Vidimo da jezgra koja ima broj protona $Z=28$, odnosno nikal, slabo apsorbira neutrone. Ista situacija je i s ostalim jezgrama koje imaju magičan broj ili protona ili neutrona, te jezgre su u suštini mnogo stabilnije od okolnih jezgara. Kako one slabo apsorbiraju neutrone, to znači da je očekivanje da su jezgre s magičnim brojevima zastupljenije od ostalih jezgara oko njih na koje neutroni puno više utječu i koje mnogo češće ulaze u s-proces.

Vrhovi zastupljenosti se kod s-procesa javljaju na $A = 90, 138$ i 208 . [23]. Vidimo da za $N=126$ imamo jezgru koja vrlo slabo apsorbira neutrone, a najstabilniji element uz $N=126$ je olovo Pb koje ima $N=126$ i $Z=82$, čime se objašnjava vrh zastupljenosti na $A=208$. Na slici 8 se može vidjeti da je stroncij Pb jedan od elemenata koji je zastupljeniji od okolnih elemenata jer se kod njega nalazi šiljak, a zastupljeniji je upravo zato što ima magičan broj neutrona i što slabo apsorbira neutrone u s-procesu. Kod $N=82$ se vidi pad apsorpcije za neutrone, a tu je stabilan izotop barija Ba kojega također vidimo na slici 8 kao zastupljeniji element od okolnih. Kod $N=50$ se vidi novi pad apsorpcije neutrona, a to je kod stabilne jezgre stroncija Sr. Na slici 8 opet vidimo da je stroncij zastupljeniji od okolnih jezgara.

10.4. Jezgre zaštićene od s-procesa

Postoje jezgre koje se ne mogu dobiti s-procesom jer su na neki način "zaštićene" od procesa. To su jezgre koje se ne mogu dobiti određenim procesom jer se u lancu reakcija ispred njih nalazi druga jezgra koja priječi daljnji razvoj reakcije.

Na slici 24 imamo prikaz s-procesa u području jezgara broma pa do rutenija. Imamo označene neke od puteva kojima ide s-proces. Narančaste jezgre su stabilne dok su plave i roze nestabilne što znači da su podložne beta minus raspadu. Prva jezgra koja bi bila izolirana od s-procesa je kripton ^{86}Kr . Proces kreće od ^{82}Kr i ide linijom stabilnih izotopa kriptonu sve do ^{85}Kr koji je nestabilan. Kako je srednje vrijeme apsorpcije neutrona mnogo manje od srednjeg vremena beta minus raspada, to znači da će se gotovo uvijek izotop ^{85}Kr raspasti u ^{85}Rb prije nego stigne apsorbirati novi neutron kako bi nastala stabilna jezgra ^{86}Kr . Stoga kažemo da je jezgra poput ^{86}Kr izolirana od s-procesa i to znači da ona nastaje na neki drugi način.

atomic number Z	44					^{94}Ru 51.8 mins	^{95}Ru 1.643 hrs	^{96}Ru 5.5%	^{97}Ru 2.9 days	^{98}Ru 1.9%	^{99}Ru 12.7%	^{100}Ru 12.6%	^{101}Ru 17.0%	^{102}Ru 31.6%	^{103}Ru 39.26 days	
					^{92}Tc 4.23 mins	^{93}Tc 2.75 hrs	^{94}Tc 293 mins	^{95}Tc 20.0 hrs	^{96}Tc 4.28 days	^{97}Tc 2.6×10^6 yrs	^{98}Tc 4.2×10^6 yrs	^{99}Tc 2.11×10^5 yrs	^{100}Tc 15.8 s	^{101}Tc 14.22 mins	^{102}Tc 5.28 s	
	42				^{91}Mo 15.49 mins	^{92}Mo 14.8%	^{93}Mo 4.0×10^3 yrs	^{94}Mo 9.3%	^{95}Mo 15.9%	^{96}Mo 16.7%	^{97}Mo 9.6%	^{98}Mo 24.1%	^{99}Mo 65.94 hrs	^{100}Mo 9.6%	^{101}Mo 14.61 mins	
			^{88}Nb 14.5 mins	^{89}Nb 1.9 hrs	^{90}Nb 14.60 hrs	^{91}Nb 680 yrs	^{92}Nb 3.47×10^7 yrs	^{93}Nb 100%	^{94}Nb 2.03×10^4 yrs	^{95}Nb 34.075 days	^{96}Nb 23.35 hrs	^{97}Nb 72.1 mins	^{98}Nb 2.86 s	^{99}Nb 15.0 s	^{100}Nb 1.5 s	
	40	^{86}Zr 16.5 hrs	^{87}Zr 1.68 hrs	^{88}Zr 83.4 days	^{89}Zr 78.41 hrs	^{90}Zr 51.5%	^{91}Zr 11.2%	^{92}Zr 17.2%	^{93}Zr 1.53×10^6 yrs	^{94}Zr 17.4%	^{95}Zr 64.02 days	^{96}Zr 2.8%	^{97}Zr 16.91 hrs	^{98}Zr 30.7 s		
		^{85}Y 2.68 hrs	^{86}Y 14.74 hrs	^{87}Y 79.8 hrs	^{88}Y 106.65 days	^{89}Y 100%	^{90}Y 64.10 hrs	^{91}Y 58.51 days	^{92}Y 3.54 hrs	^{93}Y 10.18 hrs	^{94}Y 18.7 mins	^{95}Y 10.3 mins	^{96}Y 5.34 s			
	38	^{84}Sr 0.6%	^{85}Sr 64.84 days	^{86}Sr 9.9%	^{87}Sr 7.0%	^{88}Sr 82.6%	^{89}Sr 50.53 days	^{90}Sr 28.78 yrs	^{91}Sr 9.63 hrs	^{92}Sr 2.71 hrs	^{93}Sr 7.423 mins	^{94}Sr 75.3 s				
		^{83}Rb 86.2 days	^{84}Rb 32.77 days	^{85}Rb 72.2%	^{86}Rb 18.631 days	^{87}Rb 27.8%	^{88}Rb 17.78 mins	^{89}Rb 15.15 mins	^{90}Rb 158 s	^{91}Rb 58.4 s	^{92}Rb 4.492 s					
	36	^{82}Kr 11.6%	^{83}Kr 11.5%	^{84}Kr 57.0%	^{85}Kr 10.756 yrs	^{86}Kr 17.3%	^{87}Kr 76.3 mins	^{88}Kr 2.84 hrs	^{89}Kr 3.15 mins	^{90}Kr 32.32 s						
		^{81}Br 49.3%	^{82}Br 35.30 hrs	^{83}Br 2.40 hrs	^{84}Br 31.80 mins	^{85}Br 2.90 mins	^{86}Br 55.1 s	^{87}Br 55.60 s	^{88}Br 16.5 s							
		46		48		50		52		54		56		58		

Slika 24: Prikaz s-procesa od broma do rutenija [16]

Osim izotopa ^{86}Kr , na slici 24 se može vidjeti da ima još jezgara koje su zaštićene od s-procesa. To su ^{92}Mo , ^{96}Zr , ^{100}Mo i ^{96}Ru . Sve te jezgre su na isti način zaštićene od s-procesa jer se ispred njih nalazi nestabilna jezgra koja se raspadne u neku drugu jezgru prije nego stigne apsorbirati novi neutron. Sve te jezgre nastaju r-procesom jer ne mogu nastati s-procesom osim u vrlo rijetkim slučajevima. Na slici 24 se također vidi slučaj jezgre ^{94}Zr ispred koje se nalazi nestabilna jezgra ^{93}Zr , pa bi po istoj logici i ta jezgra trebala biti zaštićena od s-procesa. Međutim, razlog zašto nije zaštićena od s-procesa je taj što izotop ^{93}Zr ima vrijeme poluraspada 10^6 godina, stoga ta jezgra itekako ima dovoljno vremena uhvatiti neutron da nastane stabilni izotop ^{94}Zr koji samim time nije zaštićen od s-procesa.

Kao što postoje izotopi koji ne mogu nastati s-procesom jer su zaštićeni od njega, tako postoje izotopi koji nastaju samo s-procesom koji su zaštićeni od ostalih procesa.

10.5. Gdje se odvija s-proces

Divovske zvijezde u AGB fazi su glavni izvor s-procesa kao i u ostalim crvenim divovima kod kojih dolazi do CNO ciklusa iz kojeg se dobiva bitan izvor neutrona potrebnih za neutronske uhvate s-procesima.

Najvažnije za spomenuti su takozvane ugljikove zvijezde kod kojih se na površini javlja povišena koncentracija ugljika zbog miješanja slojeva u zvijezdi. Otkriće elementa tehnecija Tc atomskog broja 43 u zvijezdama je 1952. godine donijelo presudan dokaz o tome da se elementi teži od željeza nastali s-procesom doista mogu naći na površini zvijezde i da se vanjska ovojnica miješa sa unutrašnjim slojevima [23]. Povećana količina elemenata težih od željeza kao i prisustvo nestabilnog izotopa ^{99}Tc dali su jasnu indicaciju da se u ugljikovim zvijezdama vrši s-proces kojim bi ti elementi mogli i nastati.

Osim ugljikovih zvijezda, tu su i barijeve zvijezde koje imaju povećanu količinu barija, stroncija i ostalih elemenata težih od željeza koji nastaju s-procesom.

11. r-proces

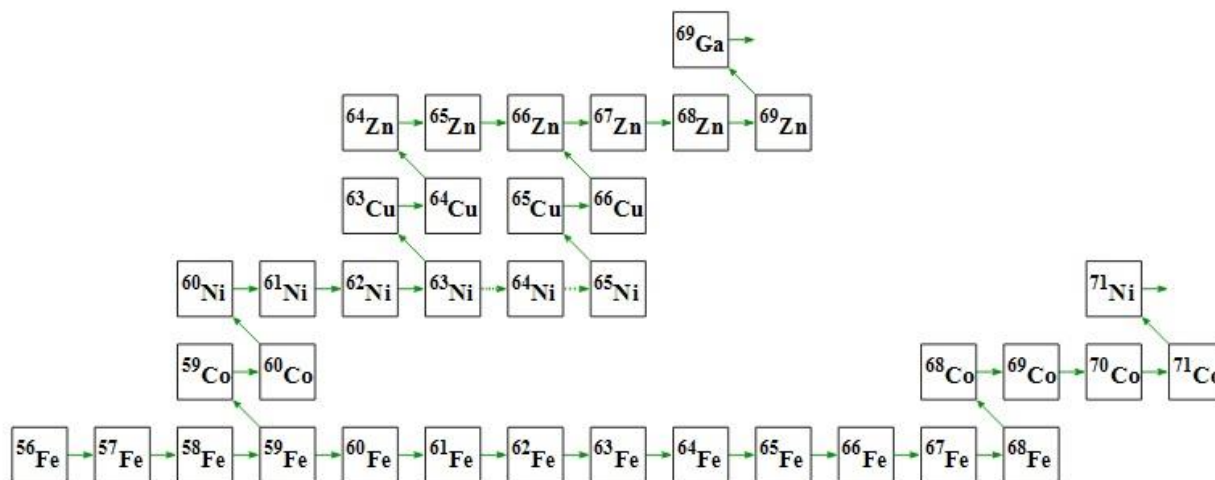
Postojanje elemenata poput ^{235}U ili ^{238}U je značilo da treba postojati još jedan proces kojim bi ti elementi mogli nastati s obzirom da s-proces ide do ^{209}Bi i ne može ići dalje zbog alfa raspada. Ovaj proces je dobio ime po tome što se radi o brzom procesu neutronske uhlata koji se odvija u kratkom vremenu od oko desetak sekundi u uvjetima kada postoji nagli i intenzivni tok neutrona koji se pritom sudaraju sa jezgrama. Ovaj proces se najčešće veže uz najburniji stadij života zvijezde, eksploziju supernove, gdje se ispunjavaju potrebni uvjeti da se dogodi r-proces, no postoji još mjesta gdje bi se r-proces mogao odvijati. Razlika r-procesa i s-procesa je u tome da kod r-procesa imamo vrlo nagli i intenzivni tok neutrona i događa se u uvjetima kada je srednje vrijeme uhlata neutrona puno kraće od srednjeg vremena beta minus raspada nestabilnih izotopa koji pritom nastaju, to jest možemo zapisati:

$$\tau_n \ll \tau_\beta$$

Kada jezgra uhvati neutron čime nastaje novi izotop istog elementa baš kao i kod s-procesa, te pretpostavimo da je nastali izotop nestabilan, tada kod r-procesa vrijedi $\tau_n \ll \tau_\beta$, što znači da će se u velikoj većini slučajeva nastala nestabilna jezgra sudariti s novim neutronom prije nego što se raspadne u novu jezgru. Kod s-procesa je vrijedilo obratno, te se jezgra raspala beta raspadom prije nego je apsorbirala novi neutron. Ista priča se odvija i sa novonastalim izotopom, a r-proces će na taj način stvarati nove izotope istog elementa sve bogatije neutronima. R-proces se odvija na temperaturama od oko 10^9 K kada fotoni imaju energiju od oko 2 MeV, stoga je sada bitno promatrati kakva je energija vezanja po nukleonu nastalih izotopa. Jezgre koje nastaju na ovaj način i koje su sve bogatije neutronima u pravilu postaju sve nestabilnije i energije vezanja po nukleonu su im sve manje [23].

Problem je u tome što je r-proces vrlo brz i vrlo naglo stvori izotope koji su bogati neutronima, te operira u područjima vrlo daleko od doline stabilnosti gdje je teško izmjeriti energiju vezanja po nukleonu nastalih izotopa, stoga je ovog područje označeno kao neistraženo na slici 21. Svojstva jezgara u tom području dostupna su samo putem teorijskih izračuna, uglavnom zasnovanim na energijskim funkcionalima gustoće. Međutim, budući da se radi o

jezgrama daleko od doline stabilnosti, odnosno o ekstrapolaciji u primjeni modela na nepoznata područja, preciznost izračunatih energija vezanja nije zadovoljavajuća. Ono što se sigurno zna je da su ti izotopi vrlo nestabilni i da su im energije vezanja sve manje. S obzirom da je okruženje u kojem se odvija r-proces bogat fotonima energija oko 2 MeV, to znači da kada Q vrijednost uhvata neutrona postane oko 2 MeV-a, tada postaje relevantna i (γ, n) reakcija ili fotodezintegracija. To znači da je tada energetski pogodnije i vjerojatnije da će ti fotoni predati svoju energiju jezgrama i izbijati neutrone iz njih. Na tim točkama r-proces prestaje graditi teže jezgre i na toj točki jezgra čeka beta minus raspad koji obično traje oko 0.1 sekundu [23] u stabilniju jezgru s brojem protona većim za 1 kako bi se r-proces mogao nastaviti.



Slika 25: Usporedba s-procesa (gornja grana) i r-procesa (donja grana) [41]

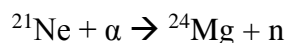
Na slici 25 se vidi jedna od mnogo mogućih grana r-procesa u usporedbi sa s-procesom. S-proces kreće do izotopa željeza ^{59}Fe koji se tada raspada na kobalt ^{59}Co i dalje vidimo kako se tada s-proces kreće po gornjoj grani sve do ^{69}Ga i dalje. No, kod izotopa ^{59}Fe kod r-procesa imamo intenzivan tok neutrona i taj izotop uhvati sljedeći neutron prije nego se raspadne na ^{59}Co kao u slučaju s-procesa. Kod r-procesa neutronske uhatom može nastati čak i izotop ^{68}Fe koji je iznimno nestabilan i kod kojega se događa fotodezintegracija, te je tu točka čekanja gdje r-proces staje sve dok se ne dogodi raspad u kobalt ^{68}Co . Svi ti elementi su nestabilni, no uspijevaju uhvatiti neutron prije nego se raspadnu, stoga r-procesom može nastati izotop kobalta ^{71}Co koji se pritom može raspasti u nikal ^{71}Ni i proces se tako nastavlja.

Za s-proces se stoga kaže da ide duž linije stabilnih elemenata, no r-proces ide duž linije nestabilnih elemenata i njime mogu nastati vrlo nestabilni izotopi koji su vrlo bogati neutronima. Na primjer izotop željeza ^{68}Fe ima 26 protona i 42 neutrona u jezgri. To znači da se r-proces odvija duž izotopa vrlo bogatih neutronima čime se možemo vratiti na sliku 21 koja to zorno prikazuje.

11.1. Izvor neutrona za r-proces

Mjesta na kojima se odvija r-proces su eksplozivne naravi, a najbolji primjer je supernova. Tijekom supernove se šok val širi iz središta prema vanjskim slojevima zagrijavajući materiju i rastavlja ju na komponente. Time se može stvoriti bogati izvor neutrona koji bi pokrenuli r-proces kako se šok val širi kroz vanjske slojeve zvijezde.

Postoji i reakcija bazirana oko izotopa ^{21}Ne koja bi mogla biti izvor neutrona za r-proces jer tog neona bi trebalo biti mnogo po očekivanju zvjezdane evolucije [23]:



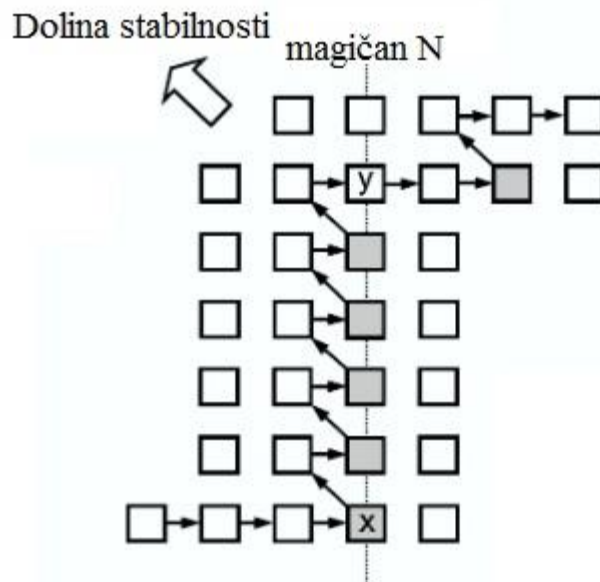
Zadnjih nekoliko godina započela su istraživanja koja ukazuju na novi mogući izvor neutrona za r-proces, do kojeg dolazi u dvojnim sustavima neutronske zvijezde, koje se spiralno približavaju jedna drugoj i konačno dolazi do njihovog sudara odnosno spajanja.

11.2. Točke čekanja kod magičnog broja neutrona

Osim fotodezintegracije, jezgre s magičnim brojem neutrona također spriječavaju daljnji napredak r-procesa u građenju težih jezgara. Što je izotop bogatiji neutronima, time on ima sve manji udarni presjek za novi uhvat neutrona i sve teže absorbira novi neutron. Jezgra koja ima magičan broj neutrona od 50, 82 i 126, vrlo teško absorbira novi neutron i ima slabu energiju vezanja, stoga će fotoni izbiti neutron iz te jezgre prije nego ona uhvati novi neutron. Na tim

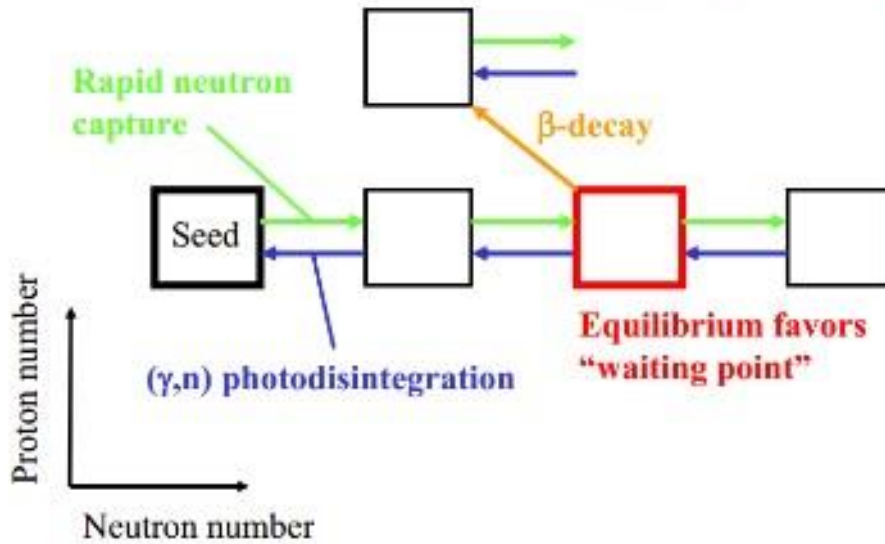
mjestima nalaze se takozvane točke čekanja što znači da r-proces neće stvoriti težu jezgru prije nego ona s magičnim brojem neutrona ne doživi beta minus raspad kojim će joj se neutron raspasti u proton. Nastala jezgra više nema magičan broj neutrona i može uhvatiti novi neutron, ali novonastala jezgra opet ima magičan broj neutrona, pa se cijela stvar opet ponavlja sa tom novo nastalom jezgrom koja se raspada.

Slika 26 prikazuje primjer kako se r-proces odvija oko jezgara koje imaju magičan broj neutrona N . Sa sivom bojom su označene točke čekanja gdje r-proces staje i gdje se odvijaju fotodezintegracija i beta minus raspad. Nakon što se jezgra s magičnim N raspadne u jezgru sa $Z+1$ i $N-1$, tada ona opet uhvati neutron, nastaje nova jezgra s magičnim N i imamo novu točku čekanja. Taj proces se ponavlja na ovakav stepeničasti način sve dok ne dođe do jezgre označene sa y koja ima magičan broj N , ali Q vrijednost neutronske uhlata je na njoj povoljniji i ta jezgra ima veću energiju vezanja, te fotoni nemaju dovoljno energije da joj izbijaju neutrone prije nego ona uhvati nove. Tada se r-proces može nastaviti do nove točke čekanja koja više nema magičan N (slika 26), već je ovdje točka čekanja uvjetovana fotodezintegracije. Na slici 26 je prikazan samo jedan od mnogih mogućih puteva r-procesa.



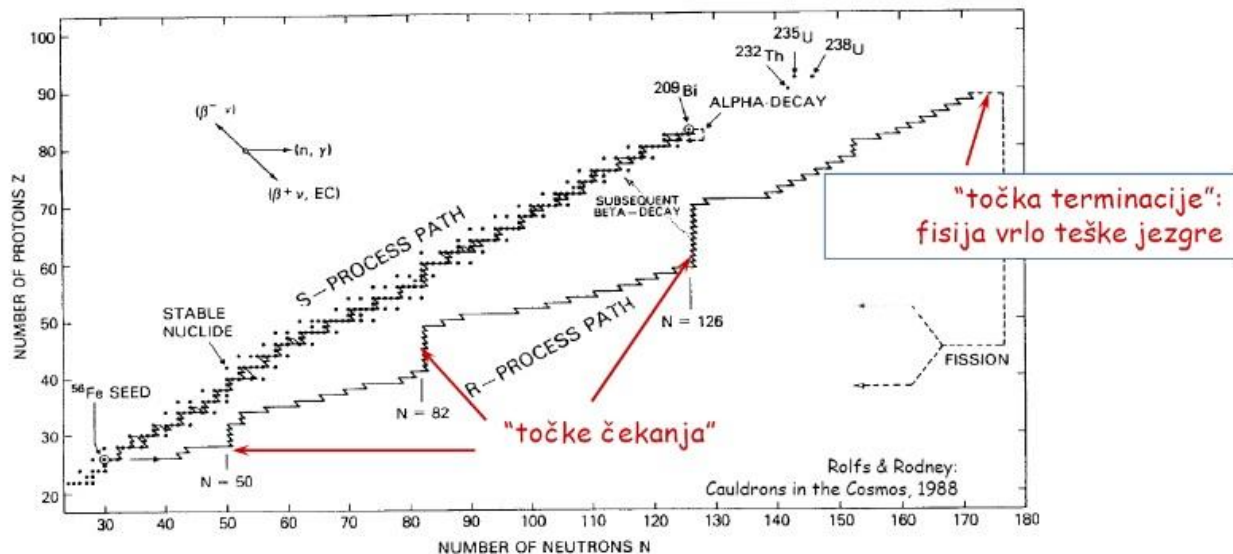
Slika 26: Prikaz r-procesa na jezgama s magičnim brojem neutrona N [41]

Temperature: $\sim 1-2$ GK
 Density: ~ 300 g/cm³ ($\sim 60\%$ neutrons!) neutron capture timescale: \sim ms - μ s



Slika 27: Prikaz (n, γ) i (γ, n) reakcija oko točki čekanja [27]

Slika 27 pokazuje (n, γ) i (γ, n) reakcije oko točki čekanja, točnije (n, γ) je uhvat neutrona nakon kojeg nastaje teži izotop i oslobađa se energija i ta reakcija ide prema desno. (γ, n) reakcija je zapravo fotodezintegracija gdje jezgre apsorbiraju energiju fotona i on im izbije neutron i pritom vraća reakciju prema lijevo. (n, γ) i (γ, n) reakcije su uravnotežene oko točki čekanja sve dok se ne dogodi beta minus raspad nakon čega se r-proces pomakne na jezgru koja ima $Z+1$ i tada se cijeli niz reakcija opet ponavlja do novog beta raspada.

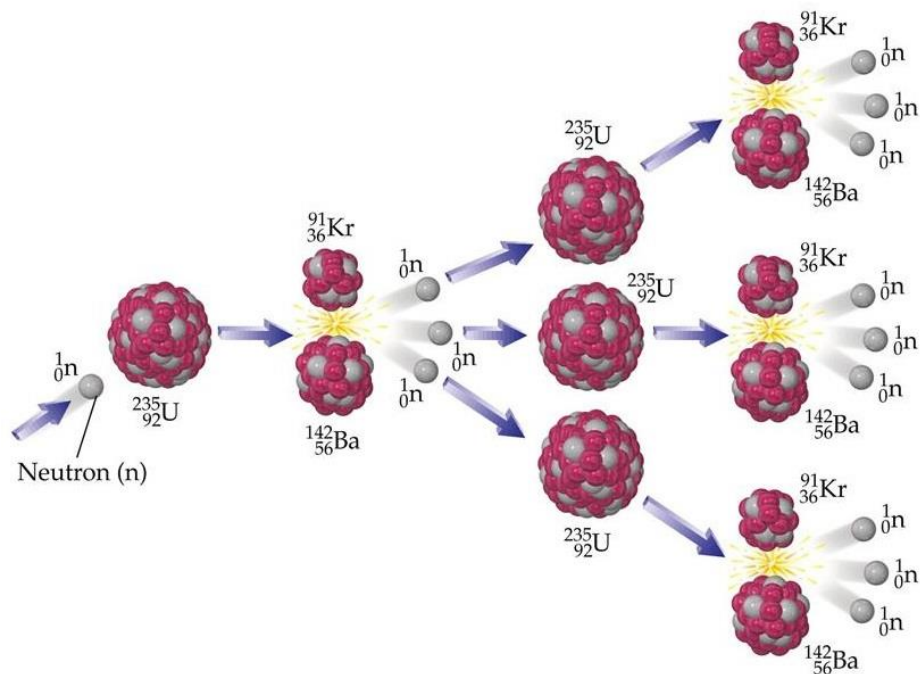


Slika 28: Prikaz puteva s-procesa i r-procesa, te točke čekanja za r-proces kod jezgara s magičnim brojem neutrona N [41]

Na slici 28 je prikazana dolina stabilnosti i put s-procesa koji se prostire duž stabilnih jezgara, te put r-procesa koji se odvija duž nestabilnih jezgara bogatih neutronima. Ovo je samo jedan od mnogo mogućih puteva kojim može ići r-proces. Posebno su istaknute točke čekanja u r-procesu kod jezgara koje imaju magičan broj neutrona N . Kod tih jezgara r-proces se zaustavlja i stepeničastim putem dolazi do prve jezgre koja ima dovoljno visoku energiju vezanja da joj fotoni ne mogu izbiti neutron prije nego ona uhvati novi, i time se r-proces nastavlja do nove točke čekanja.

11.3. Fisija teških jezgri

R-proces se prostire do vrlo teških jezgara gdje nastupa točka terminacije, te se zaustavlja kod onih jezgara kod kojih se događa fisija koja spriječava nastanak još težih jezgara. Fisijom se teške jezgre raspadaju na dvije ili više manjih jezgara i neutrone. Primjer fisije je dan na slici 29.



Slika 29: Primjer niza reakcija fisije na teškim jezgrama [25]

Slika 29 prikazuje jednu uzastopnu reakciju fisije na teškim jezgrama. Kada neutron udari u jezgru ^{235}U , tada se ona raspada na dvije jezgre i tri neutrona:

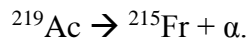


Daljnje reakcije su prikaz istog procesa fisije na drugim jezgrama ^{235}U . Jednom kada se takva teška jezgra raspadne fisijom, nastaju dvije nove jezgre koje opet ulaze u r-proces kojim nastaju teže jezgre.

11.4. Nestabilne jezgre koje sprječavaju napredak r-procesa

Osim fotodezintegracije i fisije, na primjer područje aktinida kroz koje se odvija r-proces sadrži jezgre koje su podložne α raspadu, te uhvatu elektrona koji također mogu spriječiti napredak r-procesa prema višim Z . Aktinidi su kemijski elementi s atomskim brojevima između 89 i 103, a zanimaju nas izotopi vrlo bogati neutronima koji su pritom i vrlo nestabilni. Ukoliko se raspadu odvijaju u otprilike sličnim vremenima kao i r-proces, tada ti elementi efektivno mogu

spriječiti napredak r-procesa. Na primjer ako se gleda jezgra sa $Z=89$ i $N=130$, ta jezgra ima vrijeme poluraspada $12 \mu\text{s}$ za α raspad [23]. Kada r-proces dođe do te jezgre, ona se raspadne:



To je tek jedan od mnogo elemenata koji ima brzo vrijeme poluraspada i kojem se dogodi α raspad čime se cijeli proces pomakne na element koji ima $Z-2$ i na kojem opet dolazi do uhvata neutrona..

Neke jezgre su podložne uhvatu elektrona koji također može spriječiti napredak r-procesa prema jezgrama sa višim Z . Naime, uhvat elektrona se dogodi kada jezgra apsorbira elektron i pritom se dogodi reakcija:



Očito je da se time smanji broj protona u jezgri za 1 i time se čitav r-proces pomiče prema nižim brojevima protona Z , pa je stoga i napredak procesa prema višim Z spriječen.

11.5. Zastupljenost elemenata r-procesa

Kod s-procesa smo vidjeli da se javljaju šiljci zastupljenosti oko elemenata stroncija, barija i olova. Slično se i kod r-procesa javljaju takvi šiljci zastupljenosti oko nekih elemenata. Ako se vratimo na sliku 28, vidimo da r-proces ima točke čekanja oko elemenata s magičnim brojem N kada se stepeničastim putem penje po dolini stabilnosti do prvog elementa koji ima dovoljno veliki udarni presjek da se r-proces nastavi prije nego se dogodi fotodezintegracija na toj jezgri. S obzirom da r-proces traje vrlo kratko, jednom kada on stane, tada sve jezgre koje su nastale njime kroz niz beta minus raspada prijelaze u nove jezgre, sve dok ne nastane stabilna jezgra. Najveću nakupinu jezgara imamo upravo oko magičnih brojeva neutrona i tada se i te jezgre raspadaju beta raspadima.

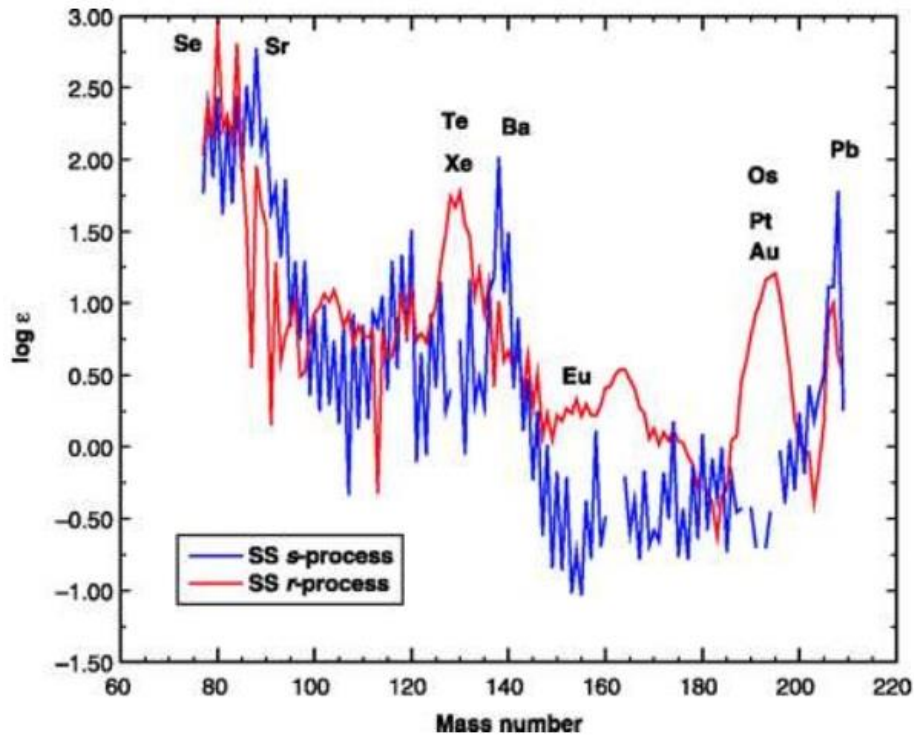
atomic number Z														⁹⁴ Ru	⁹⁵ Ru	⁹⁶ Ru	⁹⁷ Ru	⁹⁸ Ru	⁹⁹ Ru	¹⁰⁰ Ru	¹⁰¹ Ru	¹⁰² Ru	¹⁰³ Ru				
	44														51.8 mins	1.643 hrs	5.5%	2.9 days	1.9%	12.7%	12.6%	17.0%	31.6%	39.26 days			
														⁹² Tc	⁹³ Tc	⁹⁴ Tc	⁹⁵ Tc	⁹⁶ Tc	⁹⁷ Tc	⁹⁸ Tc	⁹⁹ Tc	¹⁰⁰ Tc	¹⁰¹ Tc	¹⁰² Tc			
															4.23 mins	2.75 hrs	293 mins	20.0 hrs	4.28 days	2.6 × 10 ⁶ yrs	4.2 × 10 ⁶ yrs	2.11 × 10 ⁹ yrs	15.8 s	14.22 mins	5.28 s		
	42														⁹¹ Mo	⁹² Mo	⁹³ Mo	⁹⁴ Mo	⁹⁵ Mo	⁹⁶ Mo	⁹⁷ Mo	⁹⁸ Mo	⁹⁹ Mo	¹⁰⁰ Mo	¹⁰¹ Mo		
															15.49 mins	14.8%	4.0 × 10 ³ yrs	9.3%	15.9%	16.7%	9.6%	24.1%	65.94 hrs	9.6%	14.61 mins		
														⁸⁸ Nb	⁸⁹ Nb	⁹⁰ Nb	⁹¹ Nb	⁹² Nb	⁹³ Nb	⁹⁴ Nb	⁹⁵ Nb	⁹⁶ Nb	⁹⁷ Nb	⁹⁸ Nb	⁹⁹ Nb	¹⁰⁰ Nb	
															14.5 mins	1.9 hrs	14.60 hrs	680	3.47 × 10 ⁷ yrs	100%	2.03 × 10 ⁴ yrs	34.075 days	23.35 hrs	72.1 mins	2.86 s	15.0 s	1.5 s
	40	⁸⁶ Zr	⁸⁷ Zr	⁸⁸ Zr	⁸⁹ Zr	⁹⁰ Zr	⁹¹ Zr	⁹² Zr	⁹³ Zr	⁹⁴ Zr	⁹⁵ Zr	⁹⁶ Zr	⁹⁷ Zr	⁹⁸ Zr													
		16.5 hrs	1.68 hrs	83.4 days	78.41 hrs	51.5%	11.2%	17.2%	1.53 × 10 ⁶ yrs	17.4%	64.02 days	2.8%	16.91 hrs	30.7 s													
		⁸⁵ Y	⁸⁶ Y	⁸⁷ Y	⁸⁸ Y	⁸⁹ Y	⁹⁰ Y	⁹¹ Y	⁹² Y	⁹³ Y	⁹⁴ Y	⁹⁵ Y	⁹⁶ Y														
		2.68 hrs	14.74 hrs	79.8 hrs	106.65 days	100%	64.10 hrs	58.51 days	3.54 hrs	10.18 hrs	18.7 mins	10.3 mins	5.34														
	38	⁸⁴ Sr	⁸⁵ Sr	⁸⁶ Sr	⁸⁷ Sr	⁸⁸ Sr	⁸⁹ Sr	⁹⁰ Sr	⁹¹ Sr	⁹² Sr	⁹³ Sr	⁹⁴ Sr															
	0.6%	64.84 days	9.9%	7.0%	82.6%	50.53 days	28.78 yrs	9.63 hrs	2.71 hrs	7.423 mins	75.3 s																
	⁸³ Rb	⁸⁴ Rb	⁸⁵ Rb	⁸⁶ Rb	⁸⁷ Rb	⁸⁸ Rb	⁸⁹ Rb	⁹⁰ Rb	⁹¹ Rb	⁹² Rb																	
	86.2 days	32.77 days	72.2%	18.631 days	27.8%	17.78 mins	15.15 mins	158 s	58.4 s	4.492 s																	
36	⁸² Kr	⁸³ Kr	⁸⁴ Kr	⁸⁵ Kr	⁸⁶ Kr	⁸⁷ Kr	⁸⁸ Kr	⁸⁹ Kr	⁹⁰ Kr																		
	11.6%	11.5%	57.0%	10.756 yrs	17.3%	76.3 mins	2.84 hrs	3.15 mins	32.32 s																		
	⁸¹ Br	⁸² Br	⁸³ Br	⁸⁴ Br	⁸⁵ Br	⁸⁶ Br	⁸⁷ Br	⁸⁸ Br																			
	49.3%	35.30 hrs	2.40 hrs	31.80 mins	2.90 mins	55.1 s	55.60 s	16.5 s																			
	46	48	50	52	54	56	58																				

Slika 30: Primjer beta minus raspada (crvene strelice) nakon prestanka r-procesa [16]

Na slici 30 je crvenim strelicama označen smjer beta minus raspada elemenata nakon što je r-proces stao, to jest obustavljen je snažan tok neutrona. Tada se nastali elementi raspadaju beta minus raspadima do prvih stabilnih jezgara, a na slici 30 su one označene sa narančastom bojom.

Kako kod točaka čekanja imamo nakupinu elemenata s magičnim brojem N, tada se oni počinju raspadati prema stabilnijim jezgrama. Ako usporedimo sa s-procesom, vidimo da kod s-procesa imamo šiljak zastupljenosti elemenata kod barija za magični broj N=82. No, s-proces se odvija duž stabilnih jezgara, te je barij sa Z=56 stabilan element za magični broj N=82 i kod njega zato imamo veću zastupljenost nego kod okolnih elemenata. No, r-proces se odvija duž nestabilnih jezgara koje su vrlo bogate neutronima, a te su jezgre kod magičnog broja N daleko od doline stabilnosti i imaju mnogo manji broj protona Z nego što to ima barij. Kada se te jezgre počinju raspadati, njihov beta raspad se nakuplja oko elemenata koji imaju broj protona manji nego elementi oko kojeg se nakupljaju jezgre s-procesa [23].

Za magični broj $N = 50, 82$ i 126 r-procesom se nakupe najzastupljenije jezgre oko $A = 80, 130$ i 195 , a to su selenij Se, ksenon Xe i platina Pt što možemo vidjeti i na slici 31. Samim time vidimo da su vrhovi zastupljenosti elemenata r-procesa kod elemenata koji imaju niži atomski broj nego elementi koji imaju vrh zbog s-procesa. To vidimo na slici 31.



Slika 31: Usporedba zastupljenosti elemenata koji nastaju s i r procesom. Pavom bojom su označeni elementi s-procesa, a crvenom bojom elementi r-procesa [26]

11.6. Zaštićene jezgre od r-procesa

Kako imamo jezgre koje su zaštićene od s-procesa, tako imamo i jezgre koje su zaštićene od r-procesa što znači da su to jezgre koje mogu nastati samo s-procesom. Ako se vratimo na sliku 30, vidimo što se događa nakon što nestane intenzivan tok neutrona i time r-proces prestaje. Te jezgre se raspadaju beta minus raspadom smjerom crvenih strelica sve dok se ne raspadnu u stabilnu jezgru i tu raspad prestaje. Sve jezgre na slici nalaze se oko stabilnih jezgara gdje se odvija s-proces, no r-proces se odvija daleko od doline stabilnosti oko nestabilnih jezgara, stoga stabilne jezgre poslije r-procesa nastaju tek kada r-proces prestane.

Tako će se jezgre raspadati sve dok ne dođu recimo do izotopa ^{86}Kr i tu raspad prestaje jer je ta jezgra stabilna. Primijetimo da je, s obzirom na raniju raspravu, ta jezgra zaštićena od s-procesa, stoga ^{86}Kr nastaje samo r-procesom. No, kako se nakon izotopa ^{86}Kr više ne događa beta minus raspad budući da je stabilan, tako r-procesom ne mogu nastati ni izotop ^{86}Rb ni izotop ^{86}Sr zato što se do njih može doći samo beta minus raspadom od ^{86}Kr , a izotop ^{86}Kr je stabilan i nije podložan raspadu. Na taj način su izotopi ^{86}Rb ni izotop ^{86}Sr efektivno zaštićeni od r-procesa i nastaju samo s-procesom.

11.7. Gdje se odvija r-proces

Za područja gdje bi se mogao odvijati r-proces treba vrijediti uvjet $\tau_n \ll \tau_\beta$ i pritom imamo vrlo visoku koncentraciju neutrona od $10^{25}/\text{cm}^3$ ili više od toga [23]. Osim visoke koncentracije i intenzivnog snopa neutrona, potrebno je imati uvjete visokoenergetskih fotona od barem 2 MeV-a [23] koji bi fotodezintegracijom spriječavali napredak r-procesa, posebice oko točaka čekanja, u protivnom bi se dobila drugačija zastupljenost elemenata u svemiru. No, pritom je bitno voditi računa o tome da fotoni nisu previše energični jer bi u protivnom mogli u potpunosti razarati jezgre i nikakav proces nastanka teških jezgara ne bi bio moguć. To znači da u području r-procesa temperatura ne smije biti previsoka. Također područje odvijanja r-procesa ne može biti ono u kojem će se nakon završetka r-procesa odvijati burni procesi kojim će se u potpunosti promijeniti materija nastala r-procesom.

Jedno od najznačajnijih okruženja gdje se smatra da bi se mogao odvijati r-proces je u supernovama tipa II kada šok-val prolazi kroz vanjske ljuske zvijezde. Osim supernove, mogućnost za uvjete povoljne za r-proces je tijekom spajanja neutronske zvijezde, budući da se na njihovim površinama gdje se protoni i neutroni nalaze u određenom omjeru, možda mogu stvoriti uvjeti povoljni za odvijanje r-procesa. Druga je ideja da bi dekompresiju materije mogle vršiti plimne sile i tijekom spajanja neutronske zvijezde, ali i spajanju neutronske zvijezde i crne rupe. Treća je ideja da bi se tijekom urušavanja jezgre zvijezde oslobađao snop ili vjetar neutrona pomoću kojeg bi se mogao odvijati r-proces. No, sve ove ideje treba dodatno istražiti jer nije sasvim jasno kako bi se točno moglo doći do uvjeta da se odvija r-proces. Posebice ideja

oslobađanja snopa neutrona dovodi do zaključka da bi u svemiru tada bilo puno više materije koja nastaje r-procesom nego je to izmjereno. Najteže je naći uvjete povoljne da bi se r-proces mogao odvijati. Zasad se došlo do zaključka da ideja neutronske snopne ili vjetrove pokazuje dobar potencijal za odvijanje r-procesa, no konačnog rješenja zasad još uvijek nema kako bi se to događalo i gdje.

12. p-proces

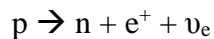
Oba procesa, s-proces i r-proces, se odvijaju pomoću uhvata neutrona na teškim jezgrama. S pomoću oba procesa se može objasniti kako nastaju neki elementi teži od željeza od kojih su neki elementi vezani samo uz s-proces, a neki uz r-proces. R-proces nam objašnjava kako nastaju izotopi koji su vrlo bogati neutronima. No, postoje jezgre bogate protonima čiji nastanak ne možemo objasniti ni s ni r procesima. To je bila naznaka da treba postojati još procesa kojima bismo mogli objasniti te jezgre. Ti drugi procesi imaju samo oko 1% udjela u stvaranju jezgara težih od željeza. [23]

P-proces je proces za koji se izvorno smatralo da su protoni odgovorni za njega budući da jezgre bogate protonima nikako ne mogu nastati uхватom neutrona, pa je logično pretpostaviti da te jezgre nastaju uхватom protona. Problem je u tome što bi to značilo da bi oni trebali moći probiti Coulombovu barijeru budući da između protona i jezgara postoji električno odbijanje. U ranijim poglavljima je pojašnjeno zbog čega fuzijom ne mogu nastati elementi teži od željeza, a p-proces, kako je početno zamišljen, bi bio nešto vrlo slično fuziji. Da bi se proton mogao sudariti s jezgrom, on treba imati dovoljno kinetičke energije da to postigne, a uvjeti za to mogu biti ispunjeni samo ako je temperatura oko 10^9 K [23].

No, problem kod fuzije je bio u tome što bi temperatura trebala biti previsoka da se to dogodi jer bi u tom slučaju fotoni imali dovoljno energije da razaraju jezgre brže nego bi se one stvarale. To znači da bi se p-proces uхватom protona trebao događati pri vrlo velikim koncentracijama protona i pri visokim temperaturama. Smatra se da bi se takvi uvjeti mogli javiti u helijevoj i ugljikovoj ljusci prije same supernove tipa II, no dodatnim istraživanjem je

zaključeno da bi koncentracija protona bila premala čak i u tom slučaju da bi se događali uhvati protona u dovoljnoj mjeri da se time objasni nastanak protonski bogatih jezgara [23].

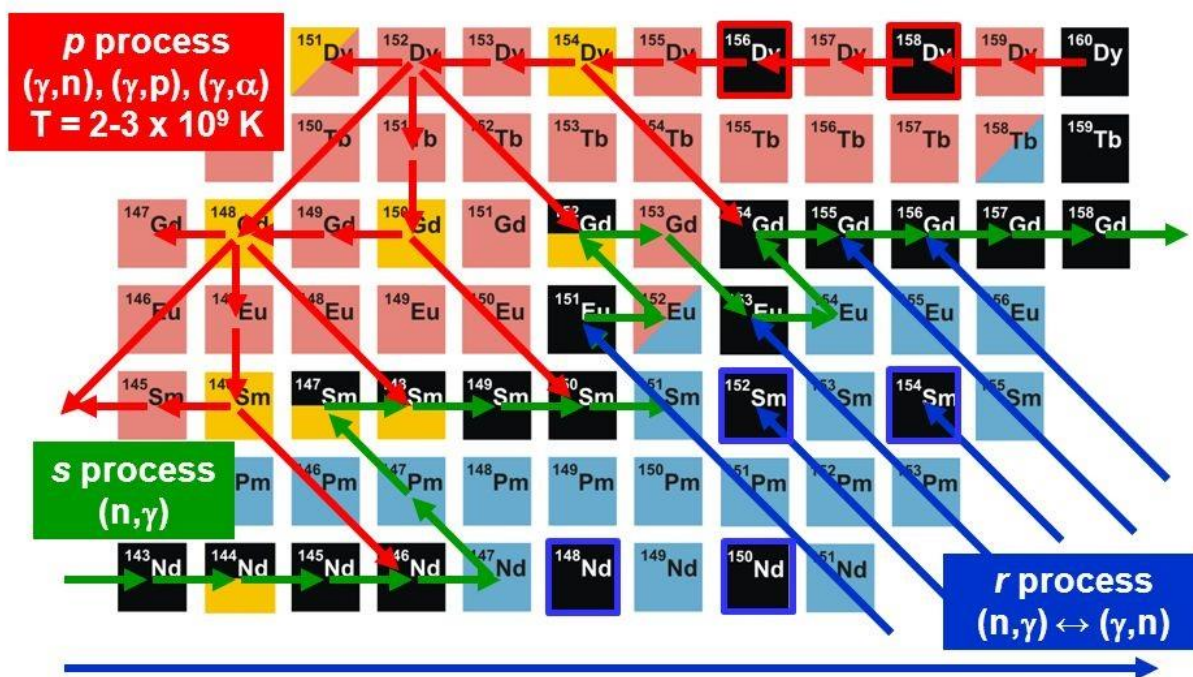
Danas znamo da može nastati 35 p-proces elemenata, te p-procesom se zovu sve reakcije kojima mogu nastati jezgre bogate protonima. Za p-proces su zapravo fotoni najzaslužniji za nastanak jezgara bogatih protonima, a ne sami protoni. Jedna od reakcija je (γ, n) reakcija ili fotodezintegracija jezgara koju smo susreli kod r-procesa kada se iz jezgre izbije neutron i to znači da ostaje jezgra $Z, A-1$. Kada bi se dogodio niz takvih reakcija, jezgra bi postajala sve bogatija protonima u odnosu na neutrone. Druga reakcija je (γ, p) , to jest foton se sudari sa jezgrom iz koje se pritom izbije proton, te nastaje jezgra $Z-1, A-1$. Kada se sudarom fotona i jezgre izbija neutron, a kada proton ovisi o tome što je energetski povoljnije. Treća reakcija zaslužna za nastanak jezgara bogatim protonima je (γ, α) reakcija gdje foton iz jezgre izbije α česticu čime nastaje $Z-2, A-2$ jezgra. Četvrti proces koji se javlja pri nastanku jezgara bogatih protonima je β^+ proces kod kojega se proton raspada u neutron čime protonski broj Z jezgre pada, a nukleonski broj A raste za 1, a pritom nastaju pozitron i elektronski neutrino:



Beta plus raspad je endotermna reakcija što znači da treba uložiti energiju da se ovaj raspad dogodi. Posljednja bitna reakcija je upravo (p, γ) iliti protonski uhvat, no oni se događaju u mnogo manjoj mjeri nego ostale spomenute reakcije, ali unatoč tome upravo je uhvat protona bitan za nastanak nekih jezgara.

Na slici 32 imamo prikaz svih spominjanih procesa kojima nastaju elementi teži od željeza kao i sve reakcije koje se nalaze unutar tih procesa. Crnom bojom su označene stabilne jezgre, plavom bojom su označene nestabilne jezgre prema neutronske bogatoj strani doline stabilnosti, rožom bojom su označene nestabilne jezgre s protonski bogate strane doline stabilnosti, a narančastom bojom su označene jezgre koje se raspadaju β^+ raspadom. Zelenim strelicama je označen put s-procesa, plavim strelicama je označeno područje r-procesa i smjer beta minus raspada nestabilnih jezgara, a crvenim strelicama su označene neke reakcije p-procesa

Nucleosynthesis above iron



Slika 32: Prikaz s, r i p procesa [28]

Počevši od jezgre ^{160}Dy , na njoj nastupa (γ, n) reakcija gdje foton iz jezgre izbije neutron čime se smanji broj neutrona za 1 pomičući lanac reakcija prema lijevo, te nastaje ^{159}Dy :

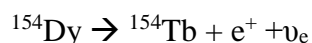


Proces se ponavlja opet na izotopu ^{159}Dy čime nastaje ^{158}Dy i tako ide sve do ^{154}Dy . Kroz niz takvih reakcija postupno se smanjuje broj neutrona u jezgri, te omjer N/Z postaje sve manji. Izotopi ^{158}Dy i ^{156}Dy su zaokruženi jer su to jezgre koje nastaju samo p-procesom.

Kako se događaju uzastopne (γ, n) reakcije, time se povećava energija vezanja za neutrone i oni se sve teže izbijaju fotonima. Nastale jezgre imaju sve manji N/Z omjer, te postaju sve podložnije (γ, p) i (γ, α) reakcijama. (γ, p) reakcija se događa kada je energija vezanja protona u jezgri manja nego energija vezanja neutrona, a to se događa nakon niza (γ, n) reakcija i kod

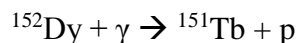
jezgara koje su vrlo bogate protonima, tada je izglednije da će foton iz jezgre izbiti proton nego neutron.

Na izotopu ^{154}Dy dolazi do grananja jer se na njemu može dogoditi β^+ raspad:



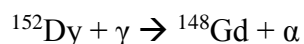
Beta plus raspadom se na lancu reakcija pomičemo prema desno dolje sve dok ne dođemo do prve stabilne jezgre. Jezgri ^{154}Tb se također može dogoditi β^+ raspad koji staje kada nastane izotop ^{152}Gd koji je stabilan i koji više nije podložan raspadanju. No, na izotopu ^{154}Dy također se može nastaviti (γ, n) reakcija.

Na izotopu ^{152}Dy je označeno novo grananje reakcija. Jedan put ide preko reakcije (γ, p) kada foton iz jezgre izbije proton:



Kada se dogodi (γ, p) reakcija, tada se proton izbija iz jezgre i njen Z se smanji za 1 baš kao i njen nukleonski broj A , te se po lancu reakcija pomičemo za jedno mjesto prema dolje. Nizom (γ, p) reakcija nastaju jezgre koje imaju sve veću energiju vezanja protona. Kada energija vezanja protona postaje veća nego energija vezanja neutrona, tada opet postaje izglednije da će foton iz jezgre izbaciti neutron, a ne proton.

Na istom izotopu ^{152}Dy također imamo označenu još jednu reakciju, to je (γ, α) s čime se iz jezgre izbija α čestica.

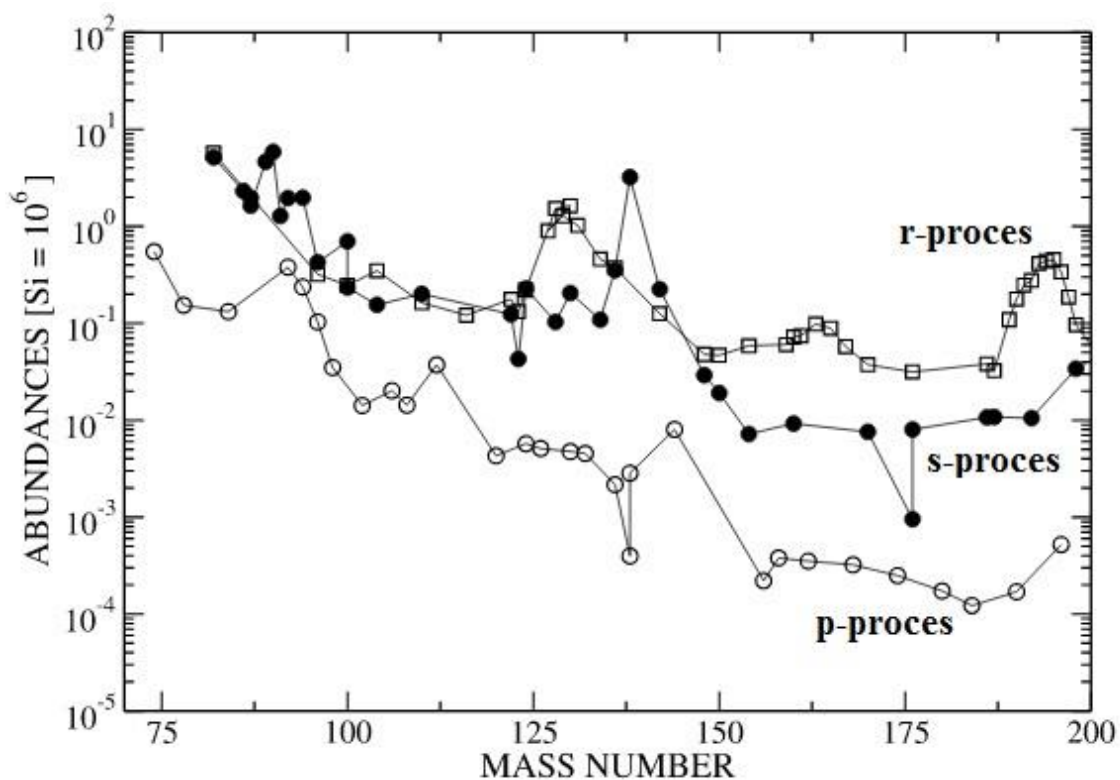


Izbijanjem α čestice u lancu reakcija se pomičemo za dva mjesta ukoso lijevo dolje čime nastaje jezgra $Z-2, A-4$. (γ, α) reakcija je prisutna za jezgre čiji je $Z > 50$, no za jezgre gdje je $Z < 50$, te jezgre imaju dovoljno visoku energiju vezanja za α čestice, te se u tom području p-proces svodi samo na (γ, p) i (γ, n) reakcije [29]. Također se kod jezgara koje imaju $N < 50$ bitno smanjuje

učestalost (γ,p) i (γ,n) reakcija jer te jezgre imaju sve veće energije vezanja i one su sve više otporne na fotodezintegraciju.

12.1. Zastupljenost elemenata p-procesa

Kao i kod s-procesa i r-procesa, i kod p-procesa postoje elementi koji su zastupljeniji od nekih drugih. Na slici 33 se vide zastupljenosti elemenata sva 3 spominjana procesa. Odmah vidimo da su elementi nastali p-procesom mnogo manje zastupljeni nego elementi nastali uhvatom neutrona, te se njihova zastupljenost ne može izmjeriti iz spektara zvijezda, stoga se mjerenje zastupljenosti p-elemenata vrši samo na Suncu. Iz tog razloga mnogo manje znamo o p-procesu nego s ili r-procesu.



Slika 33: Zastupljenost elemenata kod sva 3 procesa. S-proces je označen crnim kružićima, r-proces je označen kvadratićima, a p-proces je označen praznim kružićima [29]

Vidimo da i kod p-procesa postoje vrhovi zastupljenosti, a oni se nalaze oko magičnih brojeva neutrona baš kao i kod druga dva procesa. Usporedbom s-procesa i r-procesa došli smo

do zaključka da se vrhovi zastupljenosti kod r-procesa pojavljuju kod manjeg Z nego kod s-procesa. Kod p-procesa se ti vršci javljaju kod većeg Z nego kod s-procesa.

Kada se kroz niz reakcija dođe do jezgre s magičnim brojem neutrona, kod te jezgre energija vezanja neutrona je veća nego kod okolnih jezgara i to je područje gdje (γ, n) i (γ, α) reakcije na tren prestaju jer u obje te reakcije se iz jezgre izbijaju neutroni. Kod takvih jezgara događaju se (γ, p) reakcije kojima nastaju jezgre koje imaju sve veću energiju vezanja protona. Kada se dođe do jezgre kod koje je energija vezanja protona veća nego neutrona, tada se opet događaju (γ, n) i (γ, α) reakcije.

Javlja se problem zastupljenosti nekih izotopa poput ^{92}Mo , ^{94}Mo , ^{96}Ru i ^{98}Ru kojih ima mnogo više nego što to predviđaju modeli. O p-procesu zasad nemamo dovoljno podataka niti mjerenja da bismo mogli u potpunosti opisati i objasniti ovaj proces, te zašto je zastupljenost elemenata nastalih p procesom baš takva kakva je.

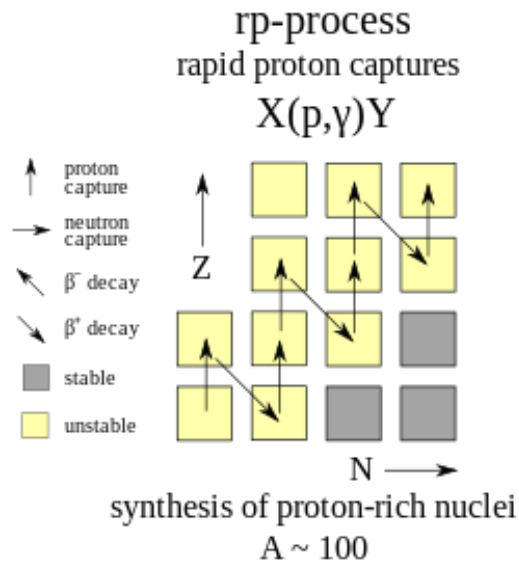
12.2. Gdje se odvija p-proces

Najizglednije mjesto odvijanja p-procesa navodi se kao supernova tipa II, koja je već prethodno obrazložena. Za p-proces se pretpostavlja da se događa u trenutku kada šok-val prolazi kroz slojeve kisika i neona jer se pretpostavlja da se do tog trenutka s-procesima sintetiziralo dovoljno teških jezgara od kojih bi mogao krenuti p-proces. Taj proces bi se odvijao u periodu od svega par sekundi [29]. Osim supernove tipa II, pretpostavlja se da bi se i kod supernove tipa I, to jest kada se uruši bijeli patuljak, mogli javiti povoljni uvjeti za odvijanje p-procesa.

13. rp-proces

Ovaj proces je dobio ime po brzom uhvatu protona, engl. "rapid-proton process". Radi se o procesu brzog uhvata protona pri temperaturama iznad 10^9 K zato što protoni trebaju biti dovoljno brzi da nadvladaju Coulombovu barijeru, a također je potrebna visoka koncentracija protona. Kod fuzije je već pojašnjeno zašto se ona ne može vršiti dalje od jezgre željeza, stoga za ikakav protonski uhvat trebaju postojati navedeni uvjeti da se isti uopće može dogoditi. Pretpostavlja se da se rp proces odvija unutar stotinjak sekundi.

Pretpostavlja se da se rp-proces događa na jezgrama koje su nastale CNO ciklusom i tada u nizu (p,γ) uhvata neutrona naglo nastaju teži elementi. (p,γ) reakcije se događaju sve dok se ne dođe do jezgre na protonskoj liniji kapanja koja je toliko nestabilna da joj se dodavanjem novog protona inducira β^+ raspad.



Slika 34: Prikaz puta rp-procesa [30]

Na slici 34 se vidi put kojim ide rp-proces. Kada jezgra uhvati proton u procesu (p,γ) , tada se njen Z povećava za 1 te se po lancu reakcija pomičemo prema gore. Time se jezgrama smanjuje energija vezanja za protone, te ona postaje sve nestabilnija. Kada je nastala jezgra vrlo nestabilna, ona se β^+ raspadom raspada i time nastaje element $Z-1, N+1$ i pomičemo se prema desno dolje.

Takvi lanci reakcija se nastavljaju i pritom nastaju sve teže jezgre. Rp-proces prestaje kada nastanu jezgre koje su nestabilne na α raspad jer tim raspadom nastaje jezgra $Z-2, A-4$, te se time rp proces konstantno vraća natrag i α raspad ne dopušta da na taj način nastanu teže jezgre. Budući da je najlakša poznata jezgra nestabilna na α raspad ^{105}Te , tada se pretpostavlja da negdje oko tog elementa rp-proces prestaje. Dakle, rp-proces ide negdje do $A \sim 105$.

13.1. Gdje se odvija rp-proces

Smatra se da je pogodno mjesto odvijanja rp-procesa u dvojnog sustavu zvijezda kada je jedna od zvijezda neutronska zvijezda koja uzima materijal sa druge divovske zvijezde. Oko neutronske zvijezde se formira akrecijski disk materije koja pada na nju, a kako je neutronska zvijezda mala, masivna i gusta, materija na nju pada velikom brzinom. Taj materijal je bogat jezgrama vodika i helija jer se vanjska ovojnica zvijezde sastoji uglavnom od tih elemenata, dok su oni teži elementi dublje u zvijezdi. Kako materijal pada na neutronske zvijezde, on se tamo nakuplja u okruženju visoke temperature dok ne nastanu povoljni uvjeti za odvijanje rp-procesa.

14. Zaključak

Nukleosinteza elemenata je vrlo zahtjevno područje istraživanja zbog toga što smo ograničeni područjima promatranja gdje se procesi odvijaju, a i ograničeni smo poznavanjem svojstava egzotičnih jezgara koje sudjeluju u različitim procesima sinteze elemenata. Teorija Velikog Praska nam daje odgovor na pitanje kako su nastali prvi elementi u svemiru. Zvijezde su pogodno mjesto za proučavanje nuklearne fuzije čime se kroz proučavanja zastupljenosti elemenata u zvijezdi izgradila teorija evolucije zvijezda. No, proučavajući fuziju zvijezda došlo se do zaključka da fuzija ima svojih granica, to jest ona ne ide dalje od željeza. S obzirom da znamo da postoje elementi teži od željeza, nametnulo se pitanje kako i gdje su oni mogli nastati.

Nukleosinteza elemenata težih od željeza se iscrpno proučava zadnjih godina i još uvijek ima mnogo otvorenih pitanja. Od četiri procesa kroz koje nastaju elementi teži od željeza, s-proces, r-proces, p-proces i rp-proces, za tri od njih se pretpostavlja da se javljaju u iznimnim i eksplozivnim slučajevima što ih čini vrlo nezahvalnima za proučavanje jer se u svemiru takve situacije javljaju vrlo rijetko. Kod svih tih procesa je potrebno razvijati teoriju mimo samih promatranja u svemiru, ali istovremeno promatrati i tražiti potvrde i dokaze za teorijska predviđanja. Na temelju teorijskih predviđanja mi znamo na kojim mjestima bismo trebali promatrati da potvrdimo naša predviđanja, no samim time mi zasad još uvijek ne znamo mnogo o mjestima gdje bi se ti procesi odvijali, ali na temelju teorije i modela mi znamo kakvi uvjeti bi trebali vladati da se određeni proces može dogoditi.

Procesi uhvata neutrona, s-proces i r-proces, su zaslužni za nastanak 99% elemenata težih od željeza i o njima se više zna, te je sama teorija tih procesa razvijenija i detaljnija, no i dalje ostaju neka neodgovorena pitanja. Pronađene su divovske zvijezde, takozvane ugljikove zvijezde, čiji sastav i raspodjela elemenata odgovaraju kao idealno mjesto gdje bi se mogao odvijati s-proces. Za r-proces imamo teorijsko predviđanje gdje bi se mogao odvijati, kroz koliko vremena i u kojim uvjetima, te su ovdje u prvom planu eksplozivne reakcije u supernovama tipa II kao idealno mjesto odvijanja ovog procesa, a spominju se i sudari neutronske zvijezde. I kod s i kod r procesa se iscrpno istražuje koje reakcije su uopće izvor toka neutrona koji bi mogao prouzročiti ove procese.

P-proces i rp-proces su u većoj mjeri nepoznanica jer elementi koji su nastali u tim procesima su vrlo rijetki i ti elementi se ne vide u spektrima drugih zvijezda i samim time ih je gotovo nemoguće izravno proučavati i samim time potvrditi teorijska predviđanja. Izvorni elementi za odvijanje p-procesa bi bili oni nastali s-procesom, a glavno područje za koje se predviđa odvijanje p-procesa bi bila supernova tipa II kada bi šok val prolazio kroz slojeve kisika i neona. Za rp-proces se kao glavno područje odvijanja smatra dvojni sustav gdje je jedna zvijezda div, a druga neutronska zvijezda koja privlači materiju sa većeg pratioca čime bi nastali povoljni uvjeti za odvijanje rp-procesa i čime bi trebalo nastati zračenje kojim bismo trebali moći potvrditi odvijanje rp-procesa. No, činjenica je da o ovim procesima ne znamo mnogo i da oko njih ima još uvijek mnogo nepoznanica.

Teorija svih procesa kojima nastaju elementi teži od željeza se i dalje razvija i traže se nove ideje kojim bi se objasnile sve nepoznanice ovih procesa, pogotovo pitanje uvjeta i mjesta gdje se ti procesi odvijaju. Sasvim je izgledno da će se doći do novih saznanja o svim tim procesima, a možda se razvije teorija i o sasvim novim procesima. Trenutno se razvija teorija o i-procesu koji je nešto između s-procesa i r-procesa. Cilj svih tih teorija je objasniti zastupljenost elemenata u svemiru kao i način, te mjesto nastanka. Ima još mnogo otvorenih pitanja, pogotovo što se tiče mjesta odvijanja svih tih procesa, no pitanje je vremena kada ćemo imati priliku proučiti neki astronomski događaj dovoljno blizu Zemlji kojim ćemo moći potvrditi teorijska očekivanja o nastanku elemenata težih od željeza.

15. Metodički dio

U prirodoslovno-matematičkoj gimnaziji učenici uče o nuklearnoj fuziji i fisiji. Osim za objašnjenje na koji su način nastali svi elementi koje poznajemo, fuzija i fisija su bitne jer Sunce i nuklearni reaktori oslobađaju energiju upravo tim procesima. Prije fisije i fuzije učenici se upoznaju s građom tvari, atomima i nuklearnim raspadima, te sam ta znanja uzeo u obzir tijekom pripreme ovog sata.

Cilj sata bi bio upoznati učenike s procesima fuzije i fisije kroz istraživački usmjerenu nastavu. Bit istraživački usmjerene nastave je da učenici aktivno sudjeluju u istraživanju i promišljanju fizikalnih pojava i koncepata te dođu do njihovog funkcionalnog razumijevanja. Istraživački usmjerena nastava odvija se kroz tri glavna dijela nastavnog sata.

Uvodni dio sata o fuziji i fisiji počinje uvodnim problemima na koji način Sunce i nuklearni reaktori oslobađaju energiju. Učenici iz svakodnevnog života znaju da Sunce i nuklearni reaktori daju energiju, a cilj je ovih uvodnih problema sakupiti postojeća učenička znanja i ideje. U uvodnom dijelu sata učenici se također upoznaju s procesima fuzije i fisije pomoću simulacija, koje se ovdje koriste umjesto opservacijskih pokusa.

Središnji dio sata počinje istraživačkim pitanjem na koje želimo dobiti odgovor, a to je na koji način nam fuzija i fisija daju energiju. Do odgovora na to pitanje ide se pomoću razvoja modela: razmatranjem grafa energija vezanja po nukleonu, matematičkim pristupom i proučavanjem simulacije. Cilj je voditi učenike u istraživanju i zaključivanju da postupno dođu do odgovora na postavljeno pitanje. Na kraju se vraćamo na uvodne probleme na koje se daje odgovor.

Cilj završnog dijela sata je primijeniti i provjeriti znanja koja su učenici razvili tijekom sata, a to se postiže proučavajući princip rada fisijskog nuklearnog reaktora pomoću računalne simulacije. Također se spominje i princip rada fuzijskog reaktora. Sunce i nuklearni reaktori su bitan izvor energije, te je vrijednost ovog gradiva i od interesa šireg od same fizike, kako bi

učenici naučili na koji način se pomoću nuklearnih reakcija može dobiti energija i zašto su njihove primjene bitne u svakodnevnom životu.

Objašnjenje nukleosinteze elemenata nakon željeza slijedilo bi nakon upoznavanja s fuzijom i fisijom, no kako to nije dio gradiva koji je namijenjen za srednju školu, on bi mogao biti spomenuti samo kao dodatni dio gradiva.

Nastavna priprema

Razred: 4. razred prirodoslovno matematičke gimnazije

Nastavna jedinica: Fuzija i fisija

Predviđeni broj sati: 2

Način rada: Frontalni, primjena računalnih simulacija

Obrazovni ishodi:

- objasniti proces fuzije i fisije
- objasniti što je defekt mase
- objasniti na koji način fuzija i fisija mogu oslobađati energiju
- opisati princip rada fisijskog nuklearnog reaktora
- objasniti proces fuzije u Suncu
- razvijati sposobnost promatranja i iskazivanja opažanja
- razvijati sposobnost logičkog razmišljanja i povezivanja gradiva
- razvijati sposobnost znanstvenog zaključivanja
- razvijati sposobnost usmenog izražavanja

Odgojni ishodi:

- poticati radoznalost i motivaciju za učenje
- razvijati komunikacijske vještine i izražavanje mišljenja
- uvažavati tuđa mišljenja u raspravi

Tijek nastavnog sata

Uvodni dio sata

Uvodni problem 1: Na koji način naše Sunce generira energiju?

Cilj uvodnih pitanja je sakupiti ideje i postojeća znanja učenika o pojavi. Kroz raspravu o građi Sunca želimo da učenici dođu do zaključka da su izvor Sunčeve energije nuklearne reakcije u njegovoj unutrašnjosti.

Uvodni problem 2: Kako rade nuklearni reaktori?

Cilj je sakupiti ideje i postojeća znanja učenika o nuklearnim reaktorima. Oni vjerojatno znaju iz svakodnevnog života da nam nuklearni reaktori daju energiju cijepanjem atomskih jezgara. Diskutira se jesu li procesi u nuklearnim reaktorima jednaki onima u Suncu.

Pogledajmo što se događa u Suncu (opservacijski pokus za fuziju)

<https://www.youtube.com/watch?v=Xve8mF14mjI>

Učenici promatraju simulaciju i opisuju što se događa kada se dvije jezgre vodika sudare. Ideja je da primijete da se jezgre spoje i pritom formiraju novu jezgru, ali i da se pritom oslobađa energija i ponekad nastaju nove čestice.

Ovaj se proces, u kojem se dvije ili više jezgara spajaju i pritom formiraju težu jezgru, naziva **nuklearna fuzija**.

Ideja je da učenici sami na temelju viđenog mogu objasniti što je fuzija, a ja bih ih navodio u tome da pri opisu budu precizni.

Na koji se način dvije jezgre vodika (dva protona) uopće mogu sudariti? Kako to postići?

Učenici trebaju uočiti električno odbijanje između protona i doći do zaključka da oni trebaju imati dovoljnu brzinu, odnosno kinetičku energiju, da bi mogli prevladati odbojnu električnu silu.

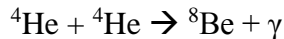
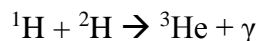
Karakteristična temperatura za fuziju protona u helij u zvijezdama iznosi oko $2 \cdot 10^7$ K. Temperatura u sredini Sunca iznosi oko 15 milijuna Kelvina.

Što kada bismo morali sudariti teže jezgre?

Ideja je pitanja povezati činjenicu da električna odbojna sila ovisi o količini naboja, te je cilj doći do zaključka da čim su teže jezgre u pitanju, tim one trebaju veću kinetičku energiju da bi se mogle sudariti.

Primjeri nuklearne fuzije

Dobro je navesti nekoliko primjera nuklearne fuzije:



Završni dio reakcije bi napisali učenici, a oslobađanje energije će se naknadno pojasniti. Primjer mjesta gdje se odvija nuklearna fuzija je unutrašnjost Sunca, gdje se jezgre vodika spajaju i kroz niz reakcija stvaraju helij.

Pogledajmo što se događa u reakcijama u nuklearnim reaktorima (opservacijski pokus za fisiju)

PhET simulacija nuklearne fisije – prva simulacija

<https://phet.colorado.edu/bs/simulation/legacy/nuclear-fission>

Ideja je simulacije da učenici promatraju i opisuju što se dogodi s jezgrom ${}^{235}\text{U}$ kada se ona sudari s neutronom. Prvo je potrebno pojasniti što simulacija uopće sadrži. Imamo izvor neutrona, te jezgru urana-235. Oko njega imamo potencijalnu jamu, te bi to bilo dobro povezati s potencijalnim jamama koje su učenici susretali kod gravitacijske potencijalne energije. Cilj je da učenici primijete da je nastala jezgra ${}^{236}\text{U}$ nestabilna i da se raspada čime se pritom oslobađaju neutroni.

Što se dogodi kada se neutron sudari s uranom 235?

Nastaje teži izotop urana ${}^{236}\text{U}$.

Što primjećujete da se dogodilo s uranom 236?

Učenici primjećuju da se uran-236 raspao na dvije jezgre i da su se pritom oslobodila 3 neutrona.

Zašto se uran 236 raspao?

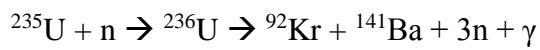
Cilj je doći do zaključka da je taj izotop urana nestabilan, pa se raspada u dvije stabilnije jezgre.

Ova se reakcija naziva **nuklearna fisija**. Fisija je nuklearna reakcija u kojoj se teška jezgra raspada u dvije lakše jezgre često uz oslobađanje neutrona i velike količine energije.

Fuzija je proces koji je još uvijek teško iskorištavati tehnološki (odvija se u unutrašnjosti zvijezda), a fisija se koristi u nuklearnim reaktorima.

Primjer nuklearne fisije

Dobro je navesti primjer nuklearne fisije i prokomentirati što se događa:



Učenici bi prokomentirali što se događa u tom procesu. Neutron se sudari s jezgrom ^{235}U čime nastaje nestabilan izotop ^{236}U koji se raspada na dvije nove jezgre uz oslobađanje 3 neutrona i energije.

Središnji dio sata

Istraživačko pitanje: Na koji način fisija i fuzija daju energiju?

Cilj je istražiti kako pomoću procesa fisije i fuzije možemo dobivati energiju, te samim time i kako nam Sunce i nuklearne elektrane daju energiju.

Kakva je masa slobodnih nukleona u usporedbi s masom vezanih nukleona u jezgri? Na primjer, imamo 2 slobodna protona i 2 slobodna neutrona, te jezgru helija. Imaju li ti slobodni nukleoni jednaku masu kao i jezgra helija?

Masa protona: 1.007276 u

Masa neutrona: 1.008664 u

Masa atoma helija: 4.002693 u

Masa elektrona: 0.000594 u

Masa jezgre helija: 4.001505 u, nakon što smo oduzeli masu dva elektrona

Ukupna masa slobodnih protona i neutrona: 4.03188 u

$$\Delta m = 4.03188 \text{ u} - 4.001505 \text{ u} = 0.030375 \text{ u}$$

$$4.03188 \text{ u} > 4.001505 \text{ u}$$

Cilj je doći do zaključka da slobodni nukleoni imaju veću ukupnu masu (4.03188u) nego nukleoni vezani u jezgri (masa jezgre helija je 4.001505u) i da dolazi do razlike u masi između jezgre helija i slobodnih nukleona koji ju tvore. Ta razlika u masi se zove defekt mase. **Defekt mase** je je razlika masa između ukupne mase nukleona koji tvore neku jezgru i mase te jezgre.

Kamo je nestala ta masa?

Cilj je ovog pitanja povezati masu i energiju preko Einsteinove ekvivalencije mase i energije $E=mc^2$ koju su učenici već spominjali. Na temelju ukupne mase nukleona i mase jezgre helija može se doći do zaključka da je energija mirovanja slobodnih nukleona veća nego masa sustava vezanih nukleona, i da se dio energije oslobodi u okolinu kada se nukleoni vežu u jezgru. Time se defekt mase povezuje s oslobađanjem energije.

Što bismo trebali napraviti ako želimo rastaviti jezgru helija na sastavne komponente, dva protona i dva neutrona?

Trebali bismo uložiti energiju da bismo to postigli.

Koliku bismo energiju trebali uložiti da to postignemo?

Cilj je kroz raspravu doći do zaključka da je potrebno uložiti onoliko energije koliko bi se oslobodilo kada bismo dva protona i dva neutrona spojili u jezgu.

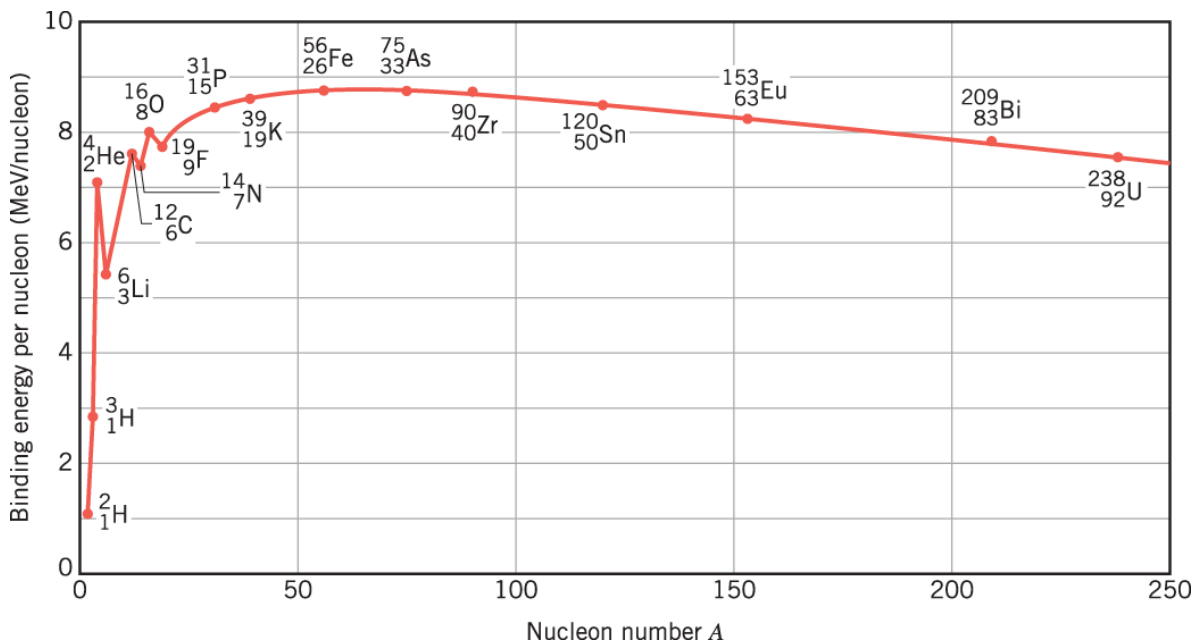
Energija potrebna da jezgru razbijemo na sastavne dijelove (nukleone) zove se **energija vezanja**.

Kad podijelimo ukupnu energiju vezanja s brojem nukleona dobivamo **energiju vezanja po nukleonu**.

Koje je jezgre teđerastaviti, one koje imaju veću energiju vezanja po nukleonu ili one koje imaju manju? Zašto?

Teže je rastaviti jezgre koje imaju veću energiju vezanja po nukleonu, zato što je potrebno uložiti više energije da se to postigne. Kroz raspravu je cilj doći do zaključka da su takve jezgre ujedno i stabilnije, te je veličina energije vezanja po nukleonu ujedno i indikator stabilnosti jezgre.

Graf energije vezanja po nukleonu



Slika 35: Energija vezanja po nukleonu [18]

Učenicima se pokaže graf energije vezanja po nukleonu te ga oni analiziraju.

Što se nalazi na y - osi ovog grafa i o čemu nam ona govori? Gdje se na y - osi nalaze elementi s većom energijom vezanja?

Na y - osi se nalazi energija vezanja po nukleonu. Cilj je da učenici primijete da se stabilnije jezgre nalaze više na y - osi. Željezo ima najveću energiju vezanja po nukleonu.

Što se nalazi na x - osi ovog grafa i o čemu nam ona govori? Gdje se nalaze teži elementi na ovom grafu?

Na x - osi se nalazi maseni broj elementa. Teži se elementi nalaze na desnoj strani grafa.

S obzirom na prijašnju raspravu, na kojem bi se dijelu grafa odvijao proces fuzije, konkretnije fuzija u Suncu, i u kojem bi se smjeru odvijao?

Cilj je da učenici povežu ono što su naučili o fuziji u Suncu, gdje se vodik spaja u helij, i pritom primijete da se na grafu to područje nalazi na lijevoj strani kod lakših jezgri. Također bi trebali iz

grafa jasno primijetiti da se fuzija odvija prema jezgrama s većom energijom vezanja po nukleonu, dakle od vodika prema gore. Fuzija u zvijezdama ide sve do željeza.

S obzirom na prijašnju raspravu, na kojem bi se dijelu grafa odvijao proces fisije?

Učenici su vidjeli da se uran-235 raspada na dvije lakše jezgre čime bi oni trebali doći do zaključka da se fisija odvija na desnoj strani grafa, te da proces ide prema lijevoj strani grafa, to jest prema elementima više energije vezanja po nukleonu.

Na koji način dobivamo energiju u nuklearnim reaktorima?

PhET simulacija nuklearne fisije

Koristi se druga simulacija:

<https://phet.colorado.edu/bs/simulation/legacy/nuclear-fission>

Cilj je dane simulacije istražiti na koji način pomoću fisije možemo dobivati energiju u nuklearnim reaktorima. Druga simulacija počinje jednostavnim primjerom jedne jezgre urana u koju pritom ispucamo neutron. Učenici su na prvoj simulaciji vidjeli da pritom nastaje nestabilni izotop ^{236}U koji se raspada na dvije manje jezgre uz oslobađanje neutrona. Istraživanje će se provesti tako da se učenike pita za očekivanje prije prikazivanja simulacije, te tada oni opažaju i opisuju što se dogodilo, te izvode zaključke. Drugom simulacijom se istražuje lančana reakcija fisije.

Sada slijedi drugi dio simulacije gdje imamo izvor neutrona, te možemo postaviti više jezgara urana-235 u koje pritom možemo ispucavati neutrone. Cilj drugog dijela simulacije je istražiti što se dogodi ako u nekom prostoru imamo više jezgara urana i doći do zaključka da će doći do lančane reakcije.

Što očekujete da će se dogoditi ako postavimo mnogo jezgara urana i pritom ispucamo neutron u jednu od njih?

Cilj je doći do zaključka da će se ta jezgra raspasti i osloboditi energiju, te tri neutrona koji će se pritom sudarati s ostalim jezgrama i tako će doći do lančane reakcije.

Sada pokrećem simulaciju sa 20 jezgara i kažem učenicima neka prate što se događa.

Što primjećujete da se dogodilo?

Učenici će primijetiti da je došlo do lančane reakcije, ali da se nisu sve jezgre raspale.

Što ako povećamo broj jezgara, što očekujete da će se onda dogoditi?

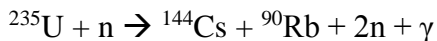
Cilj je doći do zaključka da uz više jezgara postoji veća vjerojatnost da će se sve raspasti u lančanoj reakciji nuklearne fisije.

Pustim simulaciju na 100 jezgri i pitam učenike što su primijetili. Primijetit će da su se sada sve jezgre raspale u lančanoj reakciji, to jest jedna jezgra koja se raspala je oslobodila neutrone koji su se sudarili sa drugim jezgrama i na taj način je došlo do lančane reakcije. Fisija na taj način može samu sebe uzdržavati.

Na koji način fisija oslobađa energiju?

Imamo sljedeću reakciju fisije na uranu-235. Zašto se oslobađa energija tijekom fisije urana u cezij i rubidij?

Kao i kod fuzije, cilj je kroz račun provjeriti zašto se dobiva energija preko raspada. [34]



Masa ^{235}U : 235.04393 u

Masa ^{144}Cs : 143.932077 u

Masa ^{90}Rb : 89.914802 u

Masa neutrona: 1.008665 u

Za defekt mase dobije se $\Delta m = 0.188386$ u

$$E = \Delta mc^2 = 175 \text{ MeV}$$

Što se dogodilo s tom energijom?

Cilj je doći do zaključka da se ta energija oslobodila, te je to energija koju dobiva okolina nakon spomenute reakcije fisije. Na taj se način pomoću fisije može dobiti energija koja se može koristiti, npr. za proizvodnju električne energije u nuklearnim elektranama.

Diskusija odgovora na istraživačko pitanje: Na koji nam način fisija i fuzija daju energiju?

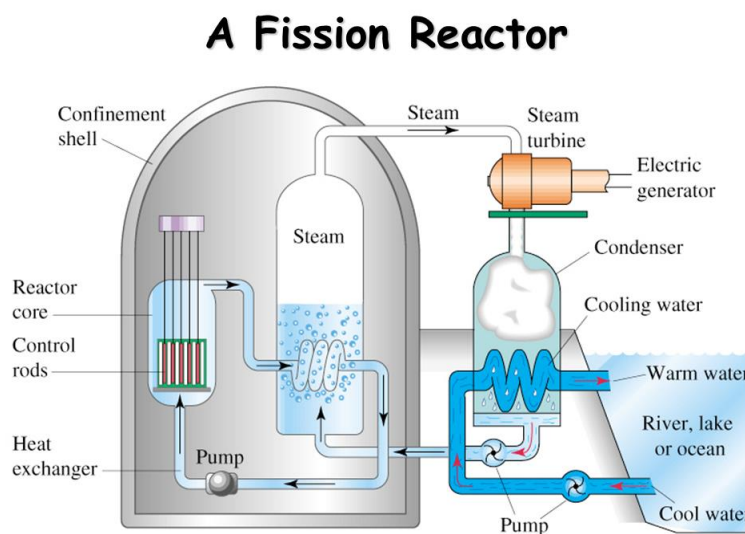
Cilj je s učenicima kroz diskusiju sistematizirati odgovore na postavljeno istraživačko pitanje, te opisati kako su zaključili kroz raniju raspravu zašto fisija i fuzija daju energiju.

Završni dio sata

Kako funkcionira fisijski reaktor?

Ovdje se nastavlja završni dio simulacije koja pokazuje princip rada fisijskog reaktora. Učenicima treba pojasniti što je što na simulaciji, te ih pitati na koji način misle da radi fisijski reaktor.

Cilj je kroz raspravu s učenicima doći do ideje kako bi fisijski reaktor mogao raditi s obzirom na sve što su naučili ovaj sat. Prvi korak je imati nuklearno gorivo. Uran-235 je najčešće nuklearno gorivo za fisiju, a ima još i plutonija. S obzirom na naučeno o fisiji, učenici bi trebali zaključiti da osim nuklearnog goriva trebamo i neutrone koje ćemo sudarati s jezgrama kako bi fisija započela. Da bi se fisija samoodržavala, potrebno je postići niz lančanih fisijskih reakcija kojima se oslobađaju neutroni koji pritom potaknu novu reakciju na drugoj jezgri.

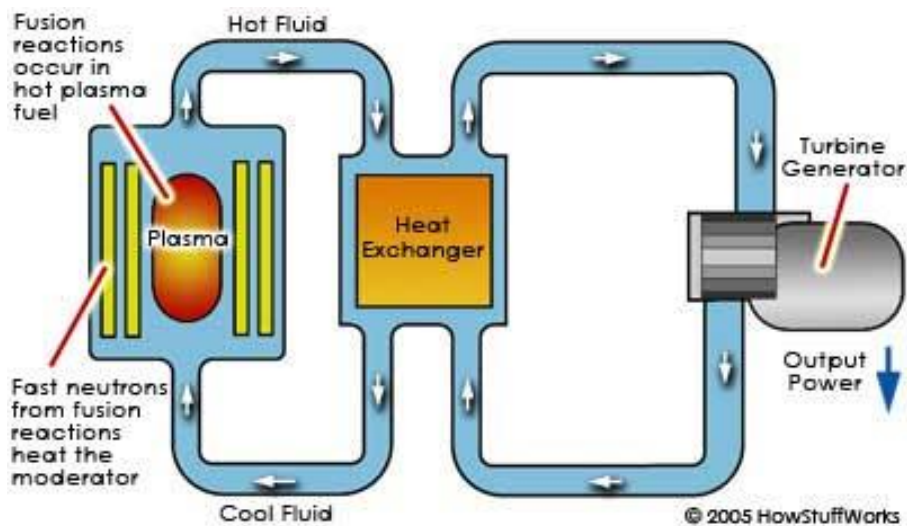


Slika 36: Fisijski reaktor [36]

U reaktorskoj komori se vrši fisija koja zagrijava tekućinu oko reaktora. Ta tekućina proizvodi paru koja ide do parne turbine koja proizvodi električnu energiju.

Kako bi funkcionirao fuzijski reaktor?

Cilj je kroz raspravu s učenicima doći do ideje kako bi fuzijski reaktor mogao raditi s obzirom na sve što su naučili ovaj sat. Trebamo nuklearno gorivo, jezgre koje bi se mogle sudarati da nam daju energiju putem fuzije, trebamo dovoljno ubrzati te jezgre da prevladaju Coulombovo odbijanje kako bi do fuzije došlo, a da bismo ubrzali jezgre trebamo ih zagrijati na visoke temperature kako je to slučaj i u središtu Sunca. Jezgre koje se koriste za fuziju su izotopi vodika deuterij i tricij. Deuterija ima mnogo u morskoj vodi, dok se tricij proizvodi tijekom same reakcije.



Slika 37: Fuzijski reaktor [35]

Fuzijski reaktor zagrijava deuterij i tricij do visokih temperatura da bi započela fuzija koja može samu sebe održavati jednom dok počne. Litijski pokrivači van komore s plazmom absorbiraju visokoenergetske neutrone iz fuzije da nastane tricij kao dodatno fuzijsko gorivo. Vruća tekućina zagrijana od fuzijske komore pokreće turbine koje proizvode električnu struju.

16. Literatura

- [1] Hester, Burstein, Blumenthal, Greeley, Smith, Voss, Wegner, 21st Century astronomy, W.W. Northon and company, New York – London
- [2] <https://apod.nasa.gov/apod/ap001122.html>
- [3] Reid, M. J.; et al. (2009). "Trigonometric Parallaxes of Massive Star Forming Regions: VI. Galactic Structure, Fundamental Parameters and Non-Circular Motions
- [4] <https://apod.nasa.gov/apod/ap140217.html>
- [5] Leboutellier, V.; Bernard-Salas, J.; Brandl, B.; Whelan, D. G.; et al. (June 2008). "Chemical Composition and Mixing in Giant H II Regions: NGC 3603, 30 Doradus, and N66". The Astrophysical Journal
- [6] https://en.wikipedia.org/wiki/Hertzsprung%E2%80%93Russell_diagram
- [7] http://www.physast.uga.edu/~rls/astro1020/ch17_4thed/ovhd.html
- [8] <https://universe-review.ca/F14-nucleus01.htm>
- [9] Hans A. Bethe, *Principles of Stellar Evolution and Nucleosynthesis*, The University of Chicago Press, 1983, p. 366.
- [10] http://www.daviddarling.info/encyclopedia/P/proton-proton_chain.html
- [11] *LeBlanc, Francis. An Introduction to Stellar Astrophysics.*
- [12] <https://www.scientificamerican.com/article/hoyle-state-primordial-nucleus-behind-elements-life/>
- [13] Reid, I. Neill; Suzanne L., Hawley (2005), [*New light on dark stars: red dwarfs, low-mass stars, brown dwarfs*](#)
- [14] *Krane, K. S. (1988). Introductory Nuclear Physics*
- [15] http://www.atnf.csiro.au/outreach/education/senior/astrophysics/stellarevolution_mainsequence.html
- [16] Ryan, Sean G.; Norton, Andrew J. (2010). [*Stellar Evolution and Nucleosynthesis*](#)
- [17] https://www.e-education.psu.edu/astro801/content/16_p5.html
- [18] <http://staff.orecity.k12.or.us/les.sitton/Nuclear/313.htm>
- [19] <http://hyperphysics.phy-astr.gsu.edu/hbase/wien.html>
- [20] <http://pics-about-space.com/supernova-1987?p=1>
- [21] *Gribbin, J. R.; Gribbin, M. (2000). Stardust: Supernovae and Life – The Cosmic Connection.*

- [22] <http://amdc.impcas.ac.cn/evaluation/data2012/paper/AME2012-2.pdf> , str. 1609
- [23] Giora Shaviv, The synthesis of the elements, Springer
- [24] <http://iopscience.iop.org/article/10.1088/0004-637X/744/1/49>
- [25] <http://steadyrun.com/differences-and-comparison/difference-nuclear-fission-fusion-reaction/>
- [26] <http://www.astro.sunysb.edu/lattimer/PHY521/nucleo.pdf> , str. 9
- [27] <https://www.physics.ohio-state.edu/~ntg/6805/slides/rprocess.pdf> , str. 6
- [28] <http://slideplayer.com/slide/668059/>, slide 3
- [29] <http://iopscience.iop.org/article/10.1086/508402/pdf>
- [30] <https://en.wikipedia.org/wiki/Rp-process>
- [31] <http://www.forbes.com/sites/ethansiegel/2016/09/01/fifth-fundamental-force-fact-or-fiction/#a1309006a3f5>
- [32] https://en.wikipedia.org/wiki/Big_Bang_nucleosynthesis
- [33] <https://www.euro-fusion.org/faq/how-is-it-that-both-fission-and-fusion-produce-power-if-splitting-a-large-atom-into-two-smaller-atoms-releases-energy-it-seems-that-combining-two-smaller-atoms-into-one-larger-atom-would-require-ene/>
- [34] https://chem.libretexts.org/Core/Physical_and_Theoretical_Chemistry/Nuclear_Chemistry/Fission_and_Fusion
- [35] <http://science.howstuffworks.com/fusion-reactor4.htm>
- [36] <http://www.sliderbase.com/spitem-144-1.html>
- [37] H. Th. Janka, K. Langanke, Theory of core-collapse supernovae, Phys. Rep. 442, 38 (2007).
- [38] <http://zuserver2.star.ucl.ac.uk/~idh/PHAS2112/Lectures/2009/Nuclear/topic6.html>
- [39] <https://www.nap.edu/read/13438/chapter/4>
- [40] <https://quantumredpill.wordpress.com/2013/03/27/nuclear-reactions/>
- [41] Matko Milin, Nuklearna astrofizika, skripta, 2011.
http://www.phy.pmf.unizg.hr/~matkom/nuas/nuas_skr_07.pdf
- [42] <http://astronomyonline.org/Stars/Introduction.asp>