



UNIVERZITET U NOVOM SADU
PRIRODNO-MATEMATIČKI
FAKULTET
DEPARTMAN ZA FIZIKU



УНИВЕРЗИТЕТ У НОВОМ САДУ
ПРИРОДНО-МАТЕМАТИЧКИ ФАКУЛТЕТ

ПРИМЉЕНО	27.09.2011
ОРГАНIZЈЕЦ	БРОЈ
0603	10/610

Ispitivanje apsorpcije deuterijuma na prašini analizom ekstinkcije

diplomski - master rad

Mentor:

Dr Tijana Prodanović

Kandidat:

Kristina Đorđević

Novi Sad, 2011

Sadržaj:

1. Uvod	3
2. Istorija retrospektiva nastanka modela Velikog Praska	4
2.1. Model Velikog Praska sa aspekta nukleosinteze	5
2.2. Hronologija evolucije svemira.....	6
3. Nastanak i karakteristike deuterijuma	8
3.1. Faza "slabog zamrzavanja"	8
3.2. Formiranje deuterijuma i drugih lakih elemenata.....	9
3.3. Zastupljenost deuterijuma u svemiru	10
3.4. Najpouzdaniji bariometar – deuterijum	14
4. Međuzvezdana prašina.....	16
4.1. Međuzvezdana ekstinkcija	17
4.2. Fizičke karakteristike zrna prašine.....	22
4.3. Formiranje i razaranje prašine	25
4.4. Trošenje elemenata na međuzvezdana zrna	29
4.5. Deuterijum u prašini	31
5. Korelacije podataka	35
5.1. Rezultati merenja odnosa D/H satelitima u lokalnom galaktičkom disku	35
5.2. Analiza podataka.....	37
5.3. Rezultati analize podataka	38
6. Zaključak	44
Literatura.....	45
Kratka biografija kandidata	48



1. Uvod

Reliktna zastupljenost deuterijuma koja je sintetizovana tokom prvi nekoliko minuta evolucije svemira, predstavlja unikatan etalon za kosmologiju kao i za proučavanje zvezdane i galaktičke hemijske evolucije. Glavna karakteristika deuterijuma koja ga upravo i čini najpouzdanijim bariometrom jeste njegova osetljivost na vrednost odnosa bariona i fotona u svemiru. Analize WMAP satelitom fluktacionih temperatura spektra kosmičkog pozadinskog zračenja, kombinovane sa ostalim relevantnim opservacionim podacima, dale su veoma bliska ograničenja za barionsku gustinu. Rezultati su dobijeni detaljnom kvantitativnom konfrontacijom predviđanjima iz nukleosinteze Velikog Praska sa kasnijom zastupljenosću koja je dobijena iz posmatračkih podataka. Nakon nastanka deuterijuma tokom nukleosinteze on se konstantno troši u fuzionim reakcijama tokom evolucije zvezda. Na osnovu trenutnih vrednosti zastupljenosti deuterijuma u svemiru može da se proceni kolika je količina utrošena na zvezde kao i da se predvodi kolika je gustina bariona bila tokom nukleosinteze. Posmatrački podaci kvazara koji se nalaze na velikim udaljenostima nam daju gornju granicu zastupljenosti deuterijuma. Donja granica zastupljenosti deuterijuma se dobija na osnovu merenja odnosa D/H u lokalnoj međuzvezdanoj sredini. Rezultati koji se dobijaju pokazuju velike varijacije u zastupljenosti odnosa D/H, što se može objasniti potencijalnom inkorporacijom deuterijuma na zrnima prašine. Takođe i drugi elementi poput Fe, Si i O pokazuju varijacije u zastupljenosti.

U drugom poglavlju izložena je istorijska retrospektiva modela Velikog Praska sa akcentom na nukleosintezu. Treće poglavlje je posvećeno formiranju i zastupljenosći deuterijuma, dok su u četvrtom poglavlju predstavljene karakteristike i osobine međuzvezdane prašine. U poslednjem petom poglavlju izvršena je korelacija posmatračkih podataka. Cilj rada je da se analiziraju dobijeni posmatrački podaci sa nekih od satelita poput FUSE, Copernicus, HST, IUE, IMAPS, kako bi se utvrdila korelacija između odnosa D/H, Fe i ekstinkcije. Ova korelacija je novina s obzirom da je do sada proveravana korelacija D/H sa Fe i Si u radovima Linsky et al [16] i Mestrić [32]. Korelacija između Fe i ekstinkcije postoji u značajnoj meri, što nam za rezultat daje objašnjenje da je uzrok varijacije zastupljenosti Fe najverovatnije prašina. Korelacija između D/H i ekstinkcije ne postoji, pa nam to ukazuje da prašina ne može biti jedino objašnjenje za D/H varijacije zastupljenosti kao i da je velika verovatnoća da Fe i D ne ulaze u isti sastav zrna prašine.

2. Istorija retrospektiva nastanka modela Velikog Praska

Tokom prvih trenutaka svemiru su vladali ekstremni uslovi koji nisu mogli da se opisu zakonima fizike sve do početka XX veka. Albert Ajnštajn je 1915. godine na jedan revolucionaran način osmislio i predstavio novi koncept gravitacije u svom radu "Opšta teorija relativnosti". Dotadašnja percepcija prostora i vremena promenila se tako da su oni sada zavisili od kretanja objekata i mogli su da se uvijaju tј krive usled postojanja materije ili energije. Može se reći da upravo ti poremećaji koji oblikuju prostor i vreme, zapravo prenose silu gravitacije s jednog mesta na drugo. Opšta teorija relativnosti gravitaciju više ne opisuje gravitacionim poljem nego ona sama predstavlja distorziju prostora i vremena (tј gravitacija je posledica zakrivljenosti prostor-vremenskog kontinuuma).

Nakon predstavljanja ovakve teorije gravitacije, veliki broj naučnika kao i sam Ajnštajn, pokušavali su da je primene na proučavanje svemira kao celine. Problem koji se nametao bio je u tome da bi gravitaciono privlačenje na kraju izvesno dovelo do kolapsa svemira. Kako bi rešio ovaj problem Ajnštajn je uveo kosmološku konstantu (antigravitaciju) u svoju opštu teoriju relativnosti koja je trebala da ispuni prostor inherentnim pritiskom i na taj način bi onda sve u svemiru bilo na određenom odstojanju. Ovakav antigravitacioni efekt se u to vreme savršeno uklapao u preovladavajuće videnje statičnog i večnog svemira. Međutim, tokom 1922. godine Fridmanova istraživanja dostigla su značajne rezultate i on je prvi put predstavio ideju da mogu nastati i drugačiji modeli svemira ako se koriste različite kosmološke konstante. Fridmanov model bez kosmološke konstante (tј kada je ona jednaka nuli), bio bi izložen gravitacionoj sili, što bi za posledicu dalo jedan veoma dinamičan model svemira koji bi stalno evoluirao. Dok je za Ajnštajna ova dinamičnost predstavljala svemir koji bi bio osuđen na kolaps, za Fridmana je ovo značilo da je svemir mogao nastati inicijalnom eksplozijom iz koje je dobio početni impuls kojim bi se borio protiv gravitacionog privlačenja. Fridmanov revolucionarni doprinos kosmologiji je njegovo shvatanje svemira koji može da evoluira na kosmičkoj skali (nasuprot dotadašnjim statičnim modelima). Lemetr je otisao korak dalje i počeo da istražuje koje bi to bile implikacije svemira koji se širi. Ekstarapolirajući unazad kroz vreme, on je prepostavio da su sve zvezde bile zbijene u jedan superkompaqtan svemir koji je nazvao "praatom". Sve do prvih opservacionih i eksperimentalnih dokaza u prilog modelu ekspandujućeg svemira, on je bio ignorisan.

Američki astronom Edvin Habi je 1929. godine došao do otkrića da se galaksije udaljavaju od nas i to na takav način da im se brzina povećava sa rastojanjem, što je poznato pod nazivom Hablov zakon. Hablova merenja su ukazala na činjenicu da je svemir nastao iz malog kondenzovanog stanja iz kog se zatim širio kao što je to slučaj i danas. Zapravo ovaj dokaz je predstavljao prvu potvrdu u korist modelu svemira koji su opisali Fridman i Lemetr.

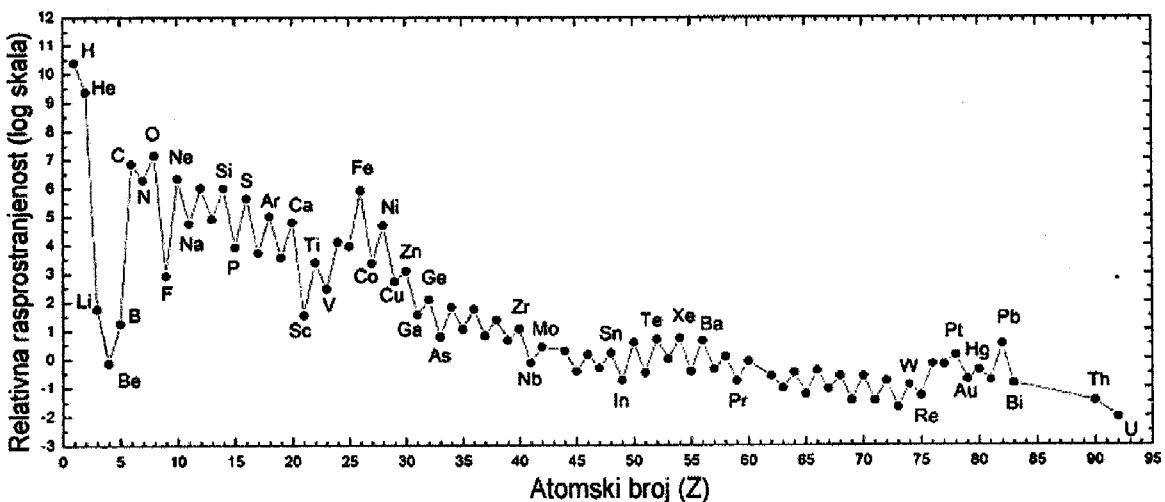
2.1. Model Velikog Praska sa aspekta nukleosinteze

Sledeće pitanje na koje se moralo odgovoriti je zbog čega su laki atomi poput vodonika i helijuma, više prisutni od težih elemenata. U tome je najviše doprineo razvoj atomske fizike, tj trenutak kada je Raderford otkrio strukturu atoma, a zatim je i objašnjena reakcija nuklearne fuzije. Džordž Gamov, teorijski fizičar i kosmolog, bio je zainteresovan za model Velikog Praska sa aspekta nukleosinteze, žečeći da objasni uočenu raspodelu hemijskih elemenata u svemiru. On je pošao od toga da je veoma visoka temperatura ranog svemira razbila svu materiju na njene najelementarnije moguće delove. Gamov je ovu smešu protona, neutrona i elektrona nazvao "ajlem", što je predstavljalo "prvobitnu supstancu iz koje su formirani elementi". Nukleosinteza Velikog Praska se mogla dogoditi u relativno uskom vremenskom i temperaturnom roku. Nakon nekoliko godina radeći na proračunima Gamov i Alfer su procenili da je postojao otprilike jedan helijumov nukleus na svakih deset vodonikovih jezgara, na kraju faze u kojoj se odigrala nukleosinteza. Veliki Prasak je sada mogao da objasni i odnos vodonika prema helijumu koji danas postoji. Brzina nuklearnih reakcija koja se odvija u zvezdama je veoma spora, tako da "zvezdana nukleosinteza" samo jednim malim delom može da doprinese ukupnoj količini helijuma za koju se zna da egzistira. Međutim, upravo je Alfer mogao svojim istraživanjem da objasni veliko prisustvo helijuma kroz proces nukleosinteze tokom Velikog Praska. Problem je bio rešen, laki elementi su se formirali tokom nukleosinteze, dok su se teški elementi formirali u poslednjim stadijumima evolucije zvezda (slika 1). Tako je 1948. godine u "Washington Post" – u objavljen naslov "Svet je rođen za 5 minuta", na osnovu Alferovog odgovora da je primordijalna nukleosinteza vodonika i helijuma trajala samo 300 sekundi. Alfer i Herman su zatim daljim proučavanjem procenili da je bilo potrebno da prođe 300 000 godina kako bi se svemir usled širenja ohladio na oko 3000^0C , što je bilo dovoljno da počne proces formiranja jednostavnih atoma. Posle rekombinacije, svemir je postao pun gasovitih neutralnih čestica a fotoni su tada bili poslednji put rasejani na elektronima pri crvenom pomaku 1100. To je predstavljalo prvo slobodno zračenje svetlosti od kada je svemir postao transparentan za elektromagnetno zračenje. Alfer i Herman su napravili predikciju da bi svemir trebao biti ispunjen mikrotalasnom svetlošću (talasne dužine od 1 mm), koja bi trebala da dolazi iz svih pravaca, jer je u trenutku poslednjeg rasejanja fotona postojala svuda u svemiru. Tako da bi detekcijom ovog "svetlosnog eha" u potpunosti mogla da se dokaže validnost modela Velikog Praska.

Penzijas i Vilson su 1964. godine uspeli da obezbede taj poslednji dokaz u korist modela Velikog Praska, detekcijom kosmičkog mikrotalasnog pozadinskog (CMB¹) zračenja. Tokom 1992. godine satelit COBE² je napravio prvo precizno merenje CMB zračenja, čime je dobijen njegov spektar na temperaturi od $T_{CMB} = 2.726 \pm 0.002\text{ K}$ (predstavlja najbolji spektar crnog tela ikada izmeren). Ovo je takođe išlo u prilog tome da je svemir u prošlosti bio u termalnoj ravnoteži, što i propagira model Velikog Praska.

¹ CMB - Cosmic microwave background

² COBE - Cosmic Background Explorer



Slika 1: Zastupljenost hemijskih elemenata u svemiru. Histogram raspodele elemenata dobija se na osnovu spektroskopskih posmatranja različitih objekata u svemiru. Može se primetiti da su teži elementi daleko manje zastupljeni nego lakši, ali opadanje zastupljenosti nije ravnomerno već postoje izvesne varijacije.

2.2. Hronologija evolucije svemira

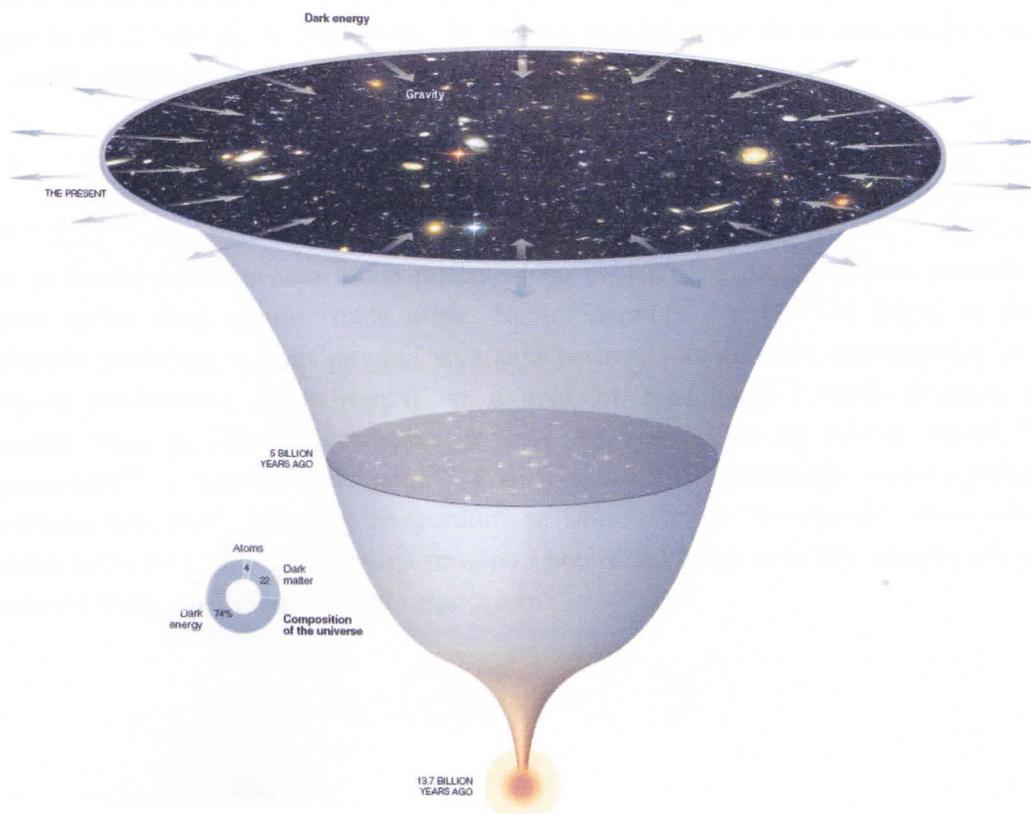
Model Velikog Praska je opšte prihvaćena teorija o nastanku i evoluciji svemira. Rezultatima WMAP³ satelita određena je definitivna starost svemira koja iznosi 13.73 milijardi godina (sa greškom merenja koja je manja od 1%). Primordijalnim svemirom su vladali specifični uslovi, kao što su veoma visoka temperatura i velika gustina plazme koja je bila sačinjena od fotona, elektrona i bariona. Evolucijom se svemir širio, što je za posledicu imalo pad temperature, stvaranje neutralnih hemijskih elemenata i poslednje rasejanje fotona na elektronima tj CMB zračenje. Zapravo, evolutivni tok od prvih trenutaka pa sve do formiranja svemira ovakvog u kojem danas živimo (slika 2), možemo da podelimo na hronološke periode:

- **Plankova epoha:** (trajala je do 10^{-43} sekunde nakon Velikog Praska), pri temperaturi od $\sim 10^{32}$ K, četri osnovne sile (gravitaciona, elektromagnetska, slaba i jaka nuklearna) bile su kombinovane u jednu
- **GUT epoha:** (trajala je između 10^{-43} i 10^{-35} sekundi), gravitacija se odvojila od ostale tri sile koje su i dalje bile zajedno – jaka i elektroslaba sila – velika ujedinjena teorija (Grand Unified Theory)
- **Inflacija:** (trajala je između 10^{-35} i 10^{-32} sekundi) ekstremno brzo širenje svemira, razdvaja se jaka nuklearna sila od elektroslabe pri temperaturi od 10^{29} K

³ WMAP - Wilkinson Microwave Anisotropy Probe

- **Hadronska era:** (trajala je od 10^{-32} do 10^{-4} sekundi), razdvajaju se tokom 10^{-10} sekunde slaba i elektromagnetska sila, tokom 10^{-6} sekunde kombinovanjem tri kvarka se stvaraju barioni, asimetrija između kvarkova i antikvarkova se stvara (bariogeneza - za sada još nije jasno zašto je preovladala materija)
- **Leptonska era:** (trajala je od 10^{-4} do 10 sekunde), protoni i neutroni bili su u izobilju leptona, s obzirom da su neutroni teži od protona oni su se konvertovali u protone, tako da je na kraju ove ere odnos protona prema neutronima bio 5:1
- **Era zračenja:** (trajala je od desete sekunde pa sve do narednih 10000 godina), nukleosinteza (trajala je od 3 do 5 minuta) – proton i neutron formiraju deuterijum, stvaraju se i ostali laki elementi poput helijuma
- **Era materije:** (od 10000 godina pa do danas), zbog hlađenja svemira elektroni su bili zahvaćeni od strane jona i na taj način počelo je formiranje neutralnih atoma (proces rekombinacije); nakon 380 000 godina materija i zračenje su konačno mogli da se odvoje – CMB zračenje je posledica toga; nakon 150 miliona godina počelo je formiranje zvezda i galaksija čije je intenzivno emitovano zračenje rejonizovalo okolni svemir.

Ono što je bitno za ovaj rad jeste period u evoluciji svemira kada su počeli da se stvaraju prvi hemijski elementi, tj period nukleosinteze. Pre svega najveću pažnju upravo privlači deuterijum, kao najpouzdaniji bariometar koji se danas koristi za razna proučavanja tokom opservacionih i eksperimentalnih istraživanja.



Slika 2: Model širenja svemira od trenutka Velikog Praska do danas. [NASA, Space Telescope Science Institute; Jonathan Corum / The New York Times]

3. Nastanak i karakteristike deuterijuma

Primordijalna nukleosinteza se odnosi na stvaranje jezgara većih od ${}^1\text{H}$, tokom veoma rane faze nastanka svemira. Nukleosinteza Velikog Praska uključuje fuziju protona i neutrona u cilju formiranja stabilnih atomskih jezgara kao što su deuterijum (D), helijum-3 (${}^3\text{He}$), helijum-4 (${}^4\text{He}$) i litijum-7 (${}^7\text{Li}$).

3.1. Faza "slabog zamrzavanja"

Sastav plazme, koja je tada ispunjavala oskudan prostor svemira, činili su neutroni (n^0), protoni (p^+), elektroni (e^-), pozitroni (e^+), fotoni (γ) i neutrini (ν). Zapravo, sve čestice sa masom

$$2m < \frac{kT}{c^2} \quad (1)$$

su bile prisutne iz razloga što je bilo moguće stvaranje svih parova čestica i antičestica prilikom sudara sa fotonima ($k = 1.381 \cdot 10^{-23} \text{ J/K}$ predstavlja Bolcmanovu konstantu, $c = 3 \cdot 10^8 \text{ m/s}$ je brzina svetlosti, T temperatura). Reakcijama rasejanja svi konstituenti plazme bili su svedeni na istu temperaturu, tako da reakcije s obzirom da su bile u ravnoteži mogle su da se odvijaju u oba smera. Pa su tako protoni mogli da se konvertuju u neutrone zahvatom elektrona (2) i neutroni u protone zahvatom pozitrona (3)



Iako je većina konstituenata imala relativistička svojstva, rasprostranjenost protona bila je veoma velika zbog njihove male mase. Na temperaturi $T = 10^{10} \text{ K}$, fotoni ne mogu da proizvode pozitrone, tokom procesa stvaranja parova, i samim tim onemogućen je zahvat neutrona pozitronom. S obzirom da se u ovakvim rekacijama stvaraju neutrini, njihova termalna veza sa ostalim česticama je bila narušena. Ovo se naziva fazom "slabog zamrzavanja"⁴ i "slabog razdvajanja"⁵. Posledica ove faze formiranja svemira je kosmička neutrinska pozadina⁶. Na ovoj temperaturi se samim tim i "zamrznuo" odnos neutrona i protona na $n/p \sim 1/6$. Koncentracija protona i neutrona koja je tada bila zastupljena se može pretstaviti Maksvel-Bolcmanovom raspodelom:

$$n_p = \left(\frac{m_p k T}{2 \pi \hbar^2} \right)^{3/2} \exp \left(- \frac{m_p c^2}{k T} \right) \quad (4)$$

⁴ Weak freeze-out

⁵ Weak decoupling

⁶ Cosmic neutrino background

$$n_n = \left(\frac{m_n kT}{2\pi\hbar^2} \right)^{3/2} \exp\left(-\frac{m_n c^2}{kT}\right) \quad (5)$$

gde je m_p masa protona, m_n masa neutrona, $\hbar = h/2\pi$ je redukovana Plankova konstanta (Plankova konstanta $\rightarrow h = 6.626 \cdot 10^{-34} \text{ Js}$). Na osnovu jednačina (4) i (5), dobija se odnos neutrona i protona u statističkoj ravnoteži kao:

$$\frac{n_n}{n_p} \approx \exp\left(-\frac{Q_n}{kT}\right) \quad (6)$$

gde je $Q_n = m_n c^2 - m_p c^2 = 1.29 \text{ MeV}$. Kada je $kT \gg Q_n$, broj neutrona i protona je približno isti, dok je pri $kT < Q_n$ broj protona znatno veći. Neutroni i protoni tokom vremena odvajanja neutrina, potpuno su narušili ovu statističku ravnotežu i to pri $kT_z = 0.8 \text{ MeV}$ i $T_z = 9 \cdot 10^9 \text{ K}$ (T_z - temperatura zamrzavanja). Odnos n_n/n_p je samim tim bio "zamrznut" na određenoj vrednosti:

$$\frac{n_n}{n_p} = \exp\left(-\frac{Q_n}{kT_z}\right) = \exp\left(-\frac{1.29 \text{ MeV}}{0.8 \text{ MeV}}\right) = 0.2 \quad (7)$$

S ovakvim gubitkom neutrona može se objasniti zašto je ostalo preko 75% barionske mase u formi protona (nefuzionisanog) tokom nukleosinteze Velikog Praska.

3.2. Formiranje deuterijuma i drugih lakih elemenata

Nakon faze "slabog zamrzavanja", slobodni protoni i neutroni mogli su da intereaguju jedni sa drugima i da konstantno proizvode deuterijum



Medutim zbog niske vezivne energije deuterona⁷ (2.225 MeV), fotodezintegracijom⁸ oni su brzo bili uništeni tj sve dok je temperatura bila veća od 10^9 K . Kako se svemir dalje širio tako je i opala energija fotona koji više nije mogao da spreči dalje stvaranje deuterona. Samim tim mogla je i da se uspostavi cela mreža reakcija stvaranja lakih elemenata. Deuterijum zajedno sa protonom će stvoriti ${}^3\text{He}$



ili sa neutronom može da gradi ${}^3\text{H}$ tj tricijum (energija veze je 8.48 MeV)



⁷ Deuteron – jezgro (nukleus) atoma deuterijuma, koje se sastoji iz jednog protona i jednog neutrona.

⁸ Fotodezintegracija – razbijanje deuterona određenom energijom gama zračenja.

Nukleus deuterijuma može da stupi u reakciju sa takođe još jednim deuteronom i da se usled te reakcije dobije ^4He (energija veze je 28.3 MeV), ^3H i ^3He (energija veze je 7.72 MeV)



Ubrzo nakon stvaranja ^3H i ^3He , oni će se konvertovati u ^4He , na sledeći način:



Iako se ^4He teško vezuje, mala količina ^6Li i ^7Li se ipak stvara



Sinteza deuterijuma započeta je pri vremenu $t \sim 2$ minuta. S obzirom da je vreme raspada neutrona ~ 900 sekundi, mala ali ne i beznačajna količina neutrona se raspala, pa je odnos neutrona i protona za vreme sinteze deuterijuma tada bio $n/p \sim 1/7$. S obzirom da je veoma brza reakcija iz koje se deuterijum pretvara u ^4He , samo mala količina deuterijuma $\sim 10^{-5}$ će uspeti da izbegne pretvaranje u teže elemente. Nema stabilnih elemenata sa atomskim brojem 5 i 8. S obzirom da je nukleosinteza započeta sa protonima i neutronima, nije dalje postojao način da se premosti barijera do atomskog broja 8 i da se nastavi stvaranje težih elemenata. Taj problem mogao se kasnije prevazići u zvezdama⁹. Tako da bi generalan zaključak bio da su se laki elementi do ^7Li stvorili tokom nukleosinteze u ranom svemiru, a svi ostali teži elementi kasnije u zvezdama.

3.3. Zastupljenost deuterijuma u svemiru

Na kraju faze nukleosinteze, najzastupljeniji su bili vodonik (protoni) i ^4He (α čestice), koji zajedno čine 99% ukupne barionske materije. Stvorila se i manja količina D, ^3H i ^3He i jako mala količina ^6Li i ^7Li ($\sim 10^{-10}$).

Inicijalni odnos $n/p \sim 1/7$ se može pretstaviti kao maseni udeo, koji za neutrone iznosi $X_n = 0.125$, a za protone $X_p = 0.875$. Ako prepostavimo da su se svi neutroni kombinovali

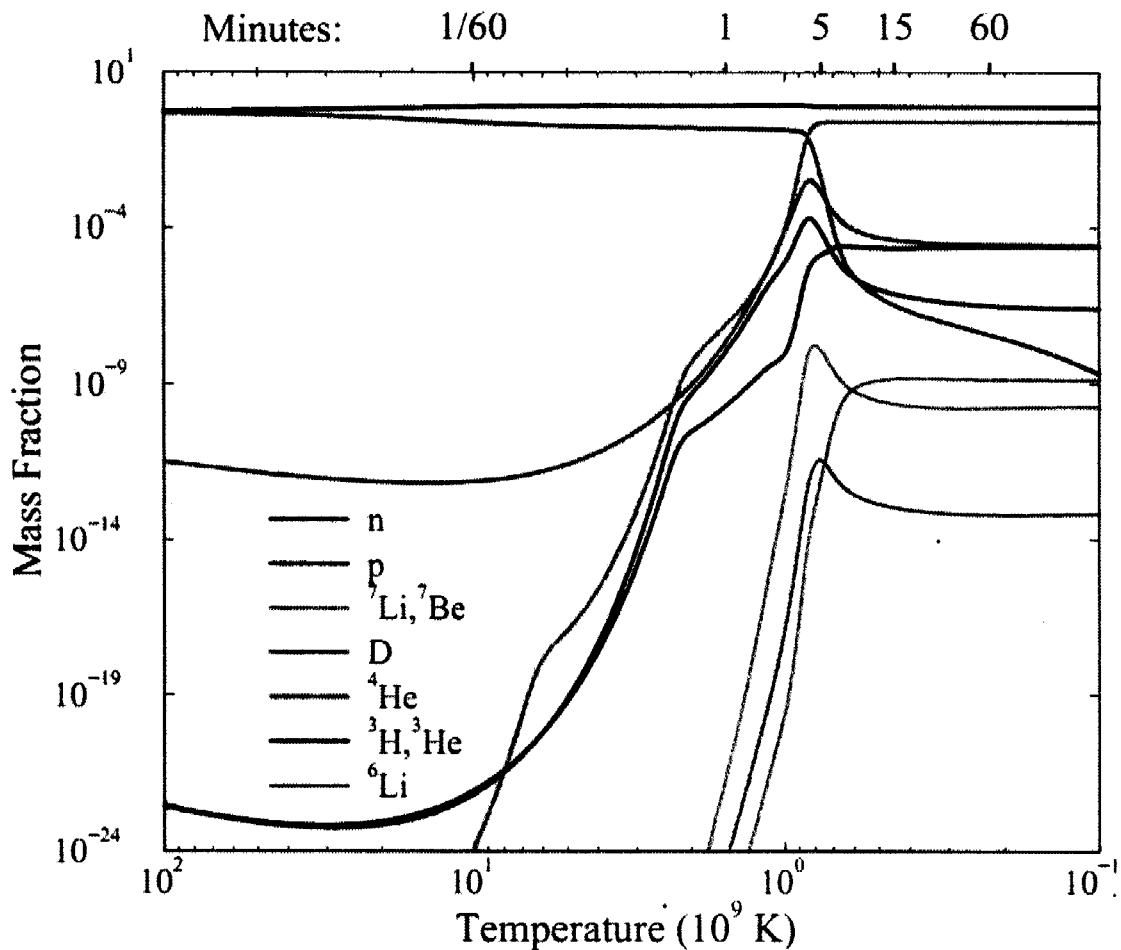
⁹ Trostrukim α reakcijama ($^4\text{He} + ^4\text{He} + ^4\text{He} \rightarrow ^{12}\text{C}$).

sa protonima kako bi se proizveo ^4He , onda maseni udeo ^4He bi trebao da bude $X_\alpha = 2 \cdot X_n$, jer sadrži dva protiona i dva neutrona. Prema tome $X_\alpha = 0.25$ (tj 25%).

Odnos gustine broja između bariona¹⁰ i fotona može se pretstaviti na sledeći način:

$$\eta = \frac{n_b}{n_\gamma} = 5.5 \pm 0.5 \cdot 10^{-10} \quad (20)$$

gde je n_b gustina bariona, a n_γ gustina fotona. Na osnovu ovog kosmološkog parametra η , može se prepostaviti početna zastupljenost lakih elemenata, na osnovu standardnog modela nukleosinteze Velikog Praska (slika 3). Slaganje η sa posmatračkim podacima primordijalne zastupljenosti elemenata, nam govore o uslovima ranog svemira tokom nukleosinteze kao i o geometrijskoj zakrivljenosti svemira.



Slika 3: Na grafiku je prikazana evolucija zastupljenosti lakih elemenata tokom nukleosinteze Velikog Praska. Primordijalna zastupljenost elemenata prikazana je u funkciji od vremena i temperature, za odnos gustine broja između bariona i fotona $\eta = 5.1 \cdot 10^{-10}$.

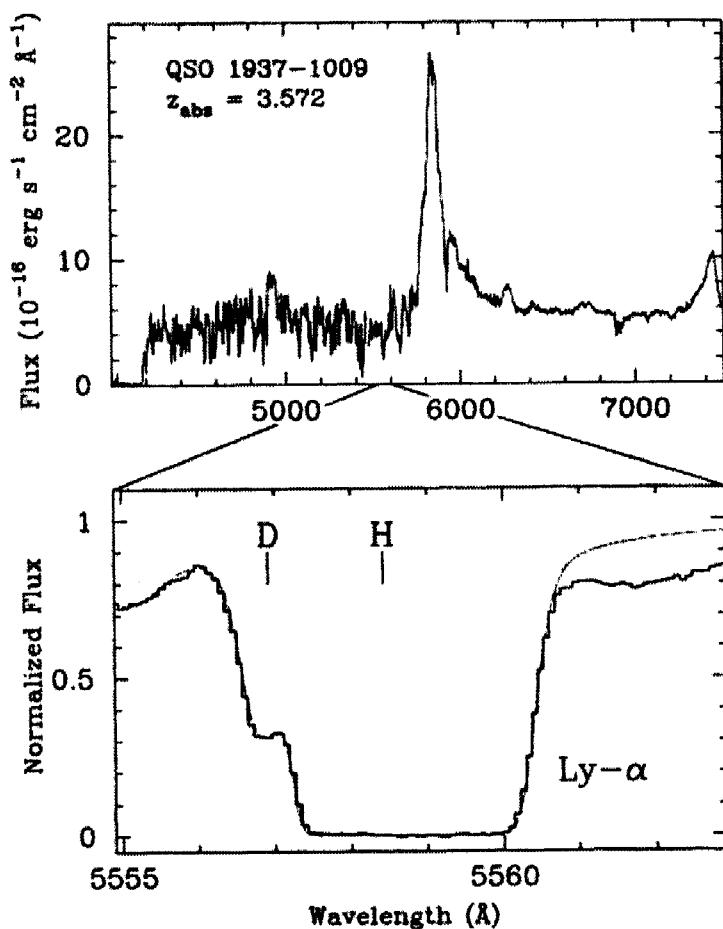
¹⁰ Barioni – su protoni i neutroni. Barioni se sastoje od 3 kvarka; sa mezonima pripadaju familiji hadrona.

Stvaranje deuterijuma bilo je moguće samo tokom nukleosinteze zbog njegovog slabog vezivanja. On se razara u zvezdama, što potvrđuju posmatrački podaci gde je njegova zastupljenost manja od primordijalne. Procene koje se dobijaju iz Sunčevog sistema i među zvezdane sredine iznose:

$$D/H \sim 1 - 2 \cdot 10^{-5} \quad (21)$$

Takođe možemo da merimo primordijalnu vrednost D/H preko apsorpcije koju stvara gas iz hladnog međugalaktičkog oblaka, dok posmatramo kvazar (slika 4). Jačina Lajman- α^{11} apsorpcione linije ($\lambda_{obs} = 555.9 \text{ nm}$) daje sledeći odnos

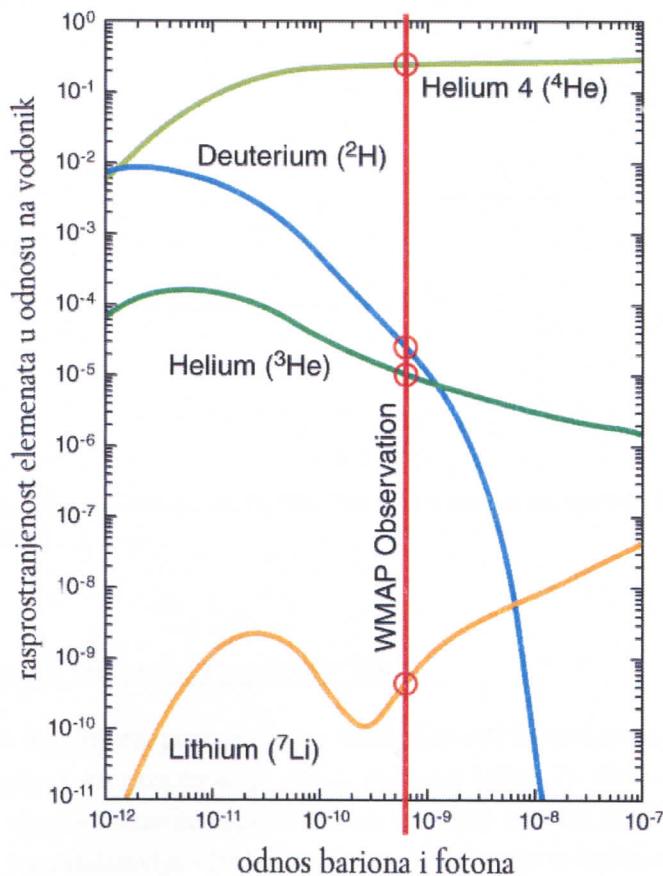
$$D/H = 3 \pm 0.4 \cdot 10^{-5} \quad (22)$$



Slika 4: Spektar sa dalekog QSO [Burles, Nollett, Turner 1999]. Glavno svojstvo apsorpcije potiče iz prelaska vodonika sa $n=1$ osnovnog stanja na prvo ekscitovano stanje $n=2$, što zahteva foton talasne dužine $\lambda = 1215.7 \text{ Å}$. Linija vodonika je tom prilikom dobila crveni pomak $1216(1+3.527) \text{ Å}$. Na donjoj slici je predstavljeno uvećanje dela gornjeg spektra gde je prikazano prisustvo deuterijuma. [Dodelson 2003]

¹¹ Lajman- α linija nastaje emisijom fotona sa prvog pobudenog stanja vodonika.

Spektroskopskim putem takođe možemo da merimo preostale zastupljenosti kako deuterijuma tako i drugih lakih elemenata koji su nastali nukleosintezom. Dobijeni opservacioni rezultati primordijalne zastupljenosti elemenata treba da budu u skladu sa vrednošću η koja je određena standardnim modelom. Na slici 5 je prikazana predviđena zastupljenost deuterijuma kao i drugih lakih elemenata u odnosu na η . Ono sto se može odmah zapaziti je razlika između zastupljenosti lakih elemenata u odnosu na vodonik. Sa grafika se jasno uočava da se maseni udeo ${}^4\text{He}$ poveća zajedno sa η , dok se za zastupljenosti deuterijuma i ${}^3\text{He}$ uočava jasan pad. Najjednostavnije rešenje za to su visoke gustine za vreme nukleosinteze koje su povećale broj reakcija zahvata na deuterijumu i ${}^3\text{He}$, proizvodeći više ${}^4\text{He}$ i na taj način ostavljajući mali broj slobodnih D i ${}^3\text{He}$ elemenata. Zastupljenosti D/H i ${}^3\text{He}/\text{H}$ se kreću u opsegu od 10^{-4} do 10^{-5} . ${}^7\text{Li}$ pokazuje kompleksnije ponašanje sa izraženim minimumom. S obzirom da se on lako razara u sudarima sa protonima, kako se vrednost η povećavala tako je i zastupljenost ${}^7\text{Li}$ bila sve manja jer brže se razara nego što se formirao¹². ${}^7\text{Li}$ se sa porastom η lako sintetisao zatim u ${}^7\text{Be}$ (preko reakcije¹³). Ovako nastali ${}^7\text{Be}$ se nije uništilo nijednim daljim primordijalnim procesom, već se kasnije usled hlađenja svemira raspao na ${}^7\text{Li}$.



Slika 5: Na grafiku je prikazana primordijalna zastupljenost ${}^4\text{He}$, D, ${}^3\text{He}$ i ${}^7\text{Li}$ u odnosu na vodonik, u funkciji od η (odnosa bariona i fotona). [wmap.gsfc.nasa.gov]

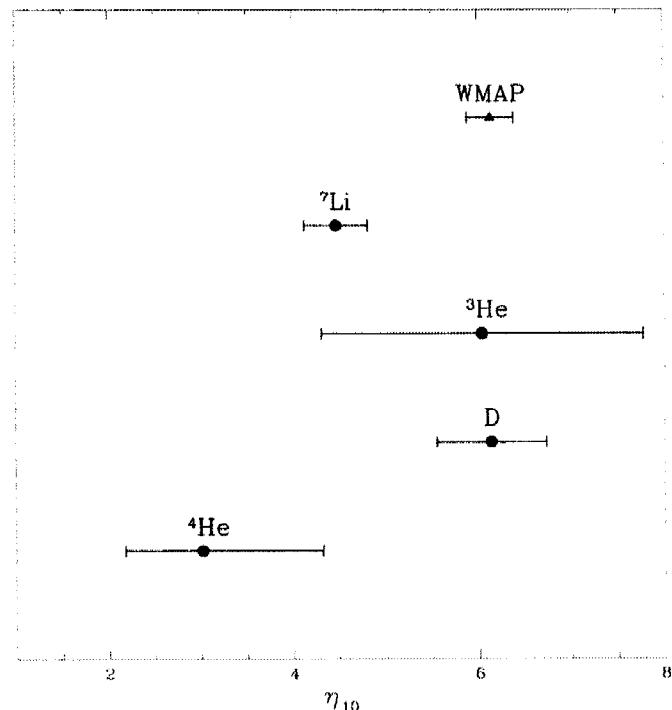
¹² ${}^7\text{Li}$ nastaje α -zahvatom na ${}^3\text{H}$, a razara se reakcijom ${}^7\text{Li}(\text{p},\alpha){}^4\text{He}$

¹³ Preko reakcije ${}^3\text{He}(\alpha, \gamma){}^7\text{Be}$

Jednačinu (20) možemo napisati i u drugačijem obliku:

$$\eta = \frac{n_b}{n_\gamma} = \eta_{10} \cdot 10^{-10} \quad (23)$$

gde je vrednost η_{10} odredena merenjima WMAP satelita (označena crvenom vertikalnom linijom na slici 5) i iznosi $\eta_{10} = 6.3 \pm 0.3$. Na posebnom grafiku možemo da prikažemo dobijene vrednosti η_{10} na osnovu standardnog modela i primordijalnih zastupljenosti lakih elemenata u odnosu na WMAP merenja (slika 6). Ono što se može uočiti je da se vrednosti za D ($\eta_D = 6.1 \pm 0.6$) i ^3He ($\eta_{^3\text{He}} = 6.0 \pm 1.7$) u dobroj meri slažu sa merenjima WMAP satelita, dok ^4He i ^7Li odstupaju od ovih merenja.



Slika 6: Grafik vrednosti parametra η_{10} za D, ^3He , ^4He i ^7Li u odnosu na vrednost dobijenu merenjem WMAP satelita. [Steigman 2005]

3.4. Najpouzdaniji bariometar – deuterijum

Preciznim merenjima primordijalne zastupljenosti deuterijuma možemo da postavimo jasne granice i uslove za proučavanje ranog svemira (slika 7). Deuterijum je najpouzdaniji bariometar zbog njegove izrazite osetljivosti na vrednost odnosa bariiona i fotona. Deuterijum je veoma važan jer predstavlja idealan relikt za opservaciona ispitivanja. Jedinstvenost je u tome što je sva količina deuterijuma stvorena samo tokom nukleosinteze Velikog Praska. Od tada se on razara u nuklearnim reakcijama u zvezdama i njegova količina konstantno opada. Kako gas kruži kroz zvezdu tokom njene evolucije, fuzione reakcije stvaraju teže elemente, pri čemu se neprekidno troši deuterijum kroz proton-protonski ciklus reakcija:



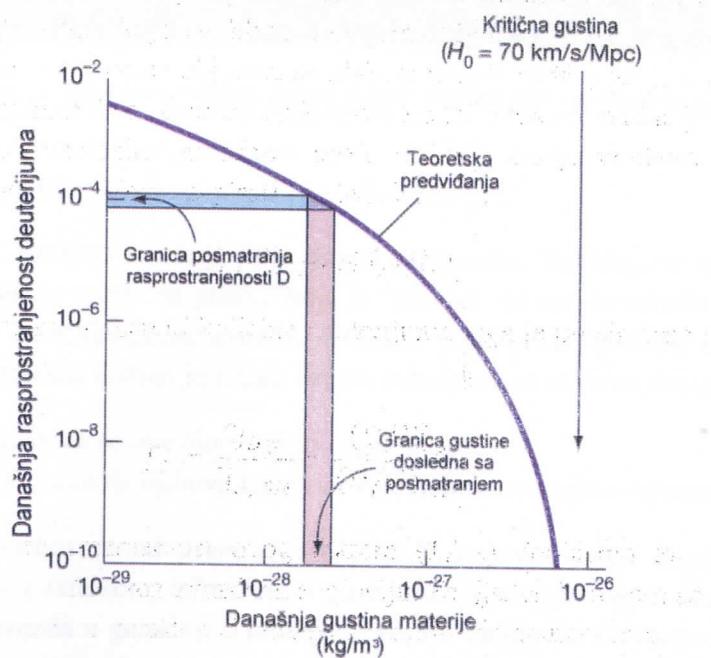
Ako bismo želeli da pratimo efekte hemijske evolucije zvezda, potrebno je da dovedemo u korelaciju zastupljenost deuterijuma sa zastupljenošću elementa (npr kiseonika) kojim se monotono obogaćuje međuzvezdana sredina tokom tog procesa. Takav element služi kao marker metaličnosti posmatranog objekta. Zato ako bismo želeli da merimo zastupljenost deuterijuma u vrednostima koje su blizu one primordijalne, treba da posmatramo mlade zvezde (tj mlade stelarne sisteme objekata sa niskom metaličnošću) jer je u njima gas veoma malo prerađen. S obzirom da se deuterijum konstantno troši tokom evolucije zvezda, rezultati koji se dobijaju opservacionim metodama uvek će imati manju vrednost od one početne tokom nukleosinteze. To možemo zapisati na sledeći način:

$$(D/H)_{ISM} \leq (D/H)_p \quad (27)$$

Sa faktorom f_D može se pretvoriti količina deuterijuma koja je prošla kroz neku posmatranu zvezdu:

$$f_D = \frac{y_{D,p}}{y_{D,ISM}} = \frac{(D/H)_p}{(D/H)_{ISM}} \quad (28)$$

Ako uzmemo obrnutu srazmernost ovog faktora ($1/f_D$) dobijemo za rezultat količinu deuterijuma koja nije prošla kroz zvezdanu evoluciju. Zaključak koji nam se nameće je taj da što je veća metaličnost neke zvezde to je manja zastupljenost deuterijuma.



Slika 7: Grafički prikaz današnje zastupljenosti deuterijuma u odnosu na gustinu barionske materije, gde su prikazane granice koje se nameću tokom posmatranja.

4. Međuzvezdana prašina

Važna komponenta međuzvezdane sredine je prašina. Ona se formira u atmosferama zvezda koje su na kraju svoje evolucije, kao i u novama i supernovama. Prašina se uništava ali takođe i formira u međuzvezdanoj sredini. Ona čini ~1% ukupne mase međuzvezdane sredine i glavna je komponenta gustih tamnih maglina. U takvima maglinama prašina skoro potpuno uspeva da blokira tj da raseje vidljivu svetlost (slika 8). Zrna prašine su reda veličine od nm do μm , čija koncentracija u međuzvezdanoj sredini je $\sim 10^{-12} \text{ cm}^{-3}$. Veoma važnu ulogu imaju u fizici i hemiji sredine, evoluciji međuzvezdanih oblaka i formaciji zvezda, itd.



Slika 8: "Konjska glava" u Orionovoj maglini; primer tamne magline gde komponenta prašine ima ulogu da blokira svetlost.

Prašina apsorbuje i rasejava svetlost koja dolazi sa zvezda. Refleksione nebule zapravo i predstavljaju to rasejano svetlo na prašini koje je "plavlje" (u smislu talasne dužine svetlosti koja je kraća) od osvetljavajućih zvezda. Svetlost koju posle emituje oblik prašine je "crvenija" (tj njena talasna dužina je veća). Prema tome prašina utiče na svetlost sa zvezda:

1. zatamnjivanjem, pa se one čine daljim nego što jesu
2. "crvenjenjem", tako da njihova boja više nije indikativna njihovoj temperaturi.

Energija koja je apsorbovana od strane zrna prašine ih zagreva, nakon čega prašina vrši re-emisiju u srednjem i dalekom infracrvenom spektru. Skoro polovina ukupne emitovane energije od strane zvezda u galaksiji u ultraljubičastom, vidljivom i infracrvenom spektru je apsorbovano od strane prašine, koja kasnije vrši re-emisiju pri mnogo većim talasnim dužinama. Druga polovina emitovane energije je ili van uticaja ili je rasejana na prašini.

Zrna prašine kada se ozrače UV fotonima mogu da oslobode elektrone preko fotoelektričnog efekta¹⁴. Uloga ovih elektrona je u zagrevanju međuzvezdane sredine. Molekuli na zrnima prašine mogu da formiraju omotač na kojem su hemijske reakcije moguće. Neke od ovih reakcija nisu moguće u gasnoj fazi i tada se zrna prašine ponašaju kao katalizatori. Tokom zagrevanja zrna prašine, omotač može da ispari i da se samim tim oslobode novi molekuli u međuzvezdanoj sredini. Jedino se molekul H₂ može formirati na zrnu. Uništenjem ili evaporacijom prašine oslabadaju se i teški elementi. Oni s druge strane mogu da se kondenzuju na zrnima i da formiraju čvrst omotač, usled čega je moguće sjedinjavanje zrna u cilju formiranja većih formi. Daljom koagulacijom ovih većih formi zrna prašine u protostelarnom disku formiraće se i planete, noseći sa sobom kompleksne organske molekule. Prašina nije samo principijelni graditelj molekula, već jedan od najbitnijih konstituenata formiranja planeta (i života).

4.1. Međuzvezdana ekstinkcija

Prva manifestacija prašine koja je privukla pažnju je njena sposobnost da "ponisti" svetlost sa zvezda koja prolazi kroz nju. Smanjena luminoznost zvezde koju posmatramo kroz oblak prašine je uslovljena sa dve fizičke pojave:

1. apsorpcijom fotona od strane materijala zrna prašine i
2. i rasejanjem fotona u pravcima različitim od ulaznog.

Ove dve pojave se jednim imenom nazivaju ekstinkcija, koja zavisi od sastava, oblika i veličine zrna prašine, kao i od talasne dužine:

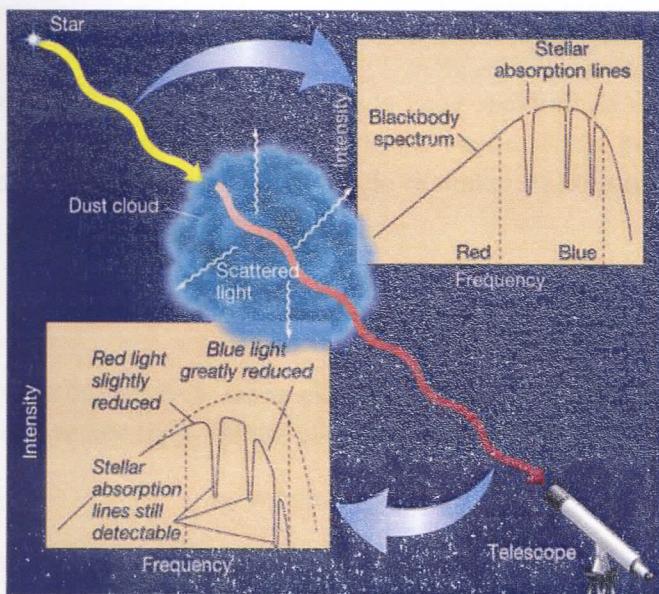
$$2\pi a \approx \lambda \quad (29)$$

gde je a veličina zrna prašine. Najjednostavniji slučaj koji možemo da analiziramo je udaljena zvezda iza oblaka prašine (slika 9). Za ovakav slučaj koristimo jednačinu prenosa zračenja za slučaj apsorpcije:

$$I_\lambda = I_{\lambda,0} e^{-\tau_\lambda} \quad (30)$$

gde je $I_{\lambda,0}$ pravi intenzitet spektra zračenja sa izvora, I_λ je posmatrani intenzitet spektra zračenja, a τ_λ je optička dubina duž linije vizure.

¹⁴ Fotoelektrični efekat - je emisija elektrona iz metala pod dejstvom svetlosti. Pre Ajnštajna fizičare je bilo to što više svetlosti izbija više elektrona ali im ne menja energiju. Na energiju elektrona utiče talasna dužina a ne intenzitet svetlosti. Ajnštajn je sve nedoumice rešio 1905. godine pretpostavkom da je svetlost čestične prirode tj, da se svetlost prostire u kvantima koji su nazvani fotoni. Više fotona izbacuje i više elektrona ali energija izbačenih elektrona može da se poveća samo ako poveća i energiju fotona.



Slika 9: Šematski prikaz međuzvezdane ekstinkcije.

Ekstinkcija A_λ je pretstavljena kao odnos novog nastalog fluksa $I(\lambda)$ i izvornog fluksa $I_0(\lambda)$ na sledeći način:

$$I(\lambda) = I_0(\lambda)10^{-(A_\lambda/2.5)} = I_0(\lambda)e^{-\tau_\lambda} \quad (31)$$

tako da je optička dubina $\tau_\lambda = 0.921 A_\lambda$, gde je A_λ izražena u magnitudama. Sjaj sa posmatrane zvezde će ustvari opadati eksponencijalno, a ekstinkcija nam upravo govori za koliko magnituda će opasti taj sjaj. Prividnu magnitudu posmatrane zvezde koja je uvećana ekstinkcijom možemo pretstaviti kao:

$$m(\lambda) = M(\lambda) + 5 \log d + A_\lambda \quad (32)$$

gde je $M(\lambda)$ absolutna magnituda¹⁵, a d udaljenost od posmatrane zvezde. Ekstinkcija nam ustvari daje meru promene prividne magnitudo

$$A_\lambda = m(\lambda) - m(\lambda_0) \quad (33)$$

Optička dubina može da se konvertuje u monohromatsku ekstinkciju u jedinicama magnitudo, pa je onda

$$A_\lambda = 2.5 \log(e) \cdot \tau_\lambda = 1.086 \cdot \tau_\lambda \quad (34)$$

Optička dubina prašine u funkciji od talasne dužine je parametrizovana i daje nam međuzvezdanu krivu ekstinkcije. Kriva ekstinkcije ili zakon ekstinkcije je kriva kojom je ekstinkcija prikazana kao funkcija od talasne dužine ali često kao i funkcija inverznih talasnih dužina.

¹⁵ Apsolutna magnituda M - predstavlja pravidnu magnitudu m koju bi neka zvezda imala da se nalazi na rastojanju od 10 pc.

Kriva ekstinkcije se meri poređenjem para zvezda istog spektralnog tipa, gde jedna zvezda nije prigušena prašinom dok druga jeste duž linije vizure. Kada poredimo zvezde istog spektralnog tipa možemo da dobijemo vezu između ekstinkcije i promene prividne magnitudo $\Delta m(\lambda)$:

$$\Delta m(\lambda) = 5 \log \frac{d_1}{d_2} + A_\lambda \quad (35)$$

Ustanovljeno je da međuzvezdana kriva ekstinkcije ima približno univerzalnu formu sa talasnom dužinom duž većine linija vizure, tako da je moguće napisati da je

$$\tau_\lambda = \text{const} \cdot f(\lambda) \quad (36)$$

Konstanta ovde predstavlja faktor skaliranja kojim se parametrizuje ukupna količina ekstinkcije duž linije vizure određenog izvora, dok je funkcija ekstinkcije određene talasne dužine $f(\lambda)$ univerzalna tj ista za sve izvore. Tačna forma $f(\lambda)$ zavisi od fizike zrna prašine, pa je skoro predloženo da distribucija svojstava zrna (poput sastava i veličine), bude slična svugde.

Konvencionalno je da pri talasnim dužinama od UV do NIR spektra, izrazimo krivu ekstinkcije u jedinicama magnitуде. Tako ćemo meriti ekstinkciju putem "viška boje" (color excess):

$$E(B - V) = A_B - A_V \quad (37)$$

gde je A_B apsorpcija u magnitudama u fotometrijskom B opsegu (*blue*, 4400 Å), a A_V je apsorpcija u magnitudama u V opsegu (*visible*, 5500 Å). Kriva ekstinkcije je data kao $A_\lambda/E(B - V)$ u funkciji od $1/\lambda$ (μm^{-1}), ali takođe i u A_λ/A_V obliku. Standardna kriva ekstinkcije može da se normira na sledeći način:

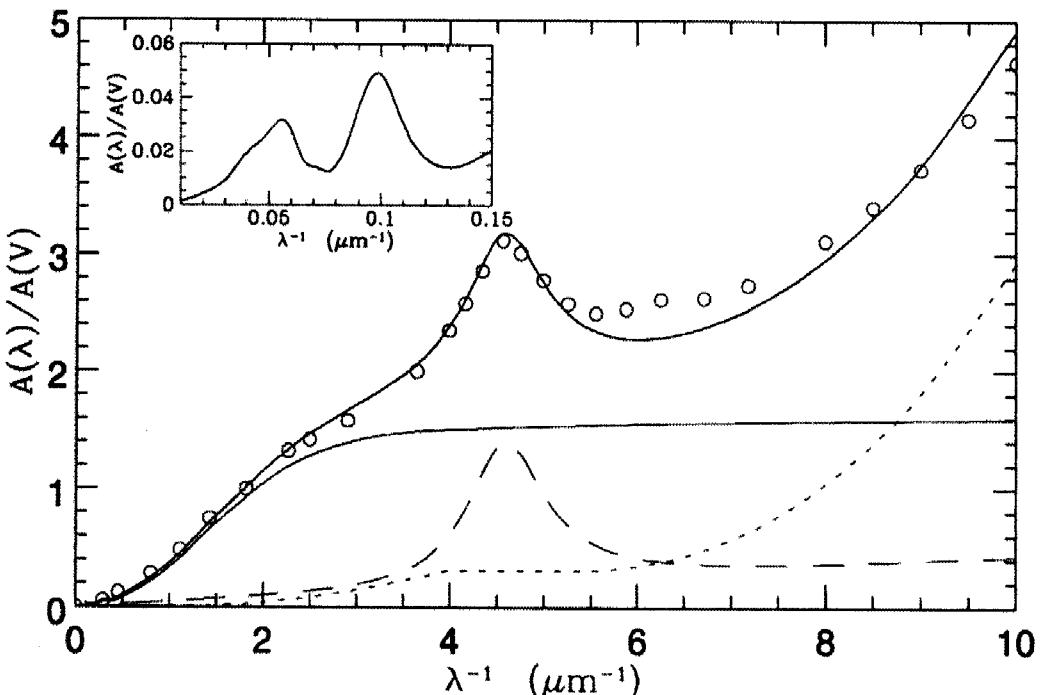
$$\frac{A_\lambda - A_V}{A_B - A_V} = \frac{E(\lambda - V)}{E(B - V)} \quad (38)$$

Ako kriva ekstinkcije ima univerzalnu formu, onda će biti jednostavne relacije između selektivne ekstinkcije $E(B - V)$ i ukupne ekstinkcije pri određenoj talasnoj dužini A_V . Ovo možemo definisati preko parametra R_V , koji predstavlja odnos ukupne prema selektivnoj ekstinkciji:

$$R_V = \frac{A_V}{E(B - V)} \quad (39)$$

Opservaciono, opseg za R_V je između 2 i 6, dok je tipična vrednost za difuznu međuzvezdanu sredinu $R_V = 3.1$, a za gусте molekularne oblake $R_V = 5$.

Standardna galaktička kriva ekstinkcije je određena empirijski iz spektroskopskih merenja zaklonjenog i nezaklonjenog izvora. Prosečna kriva ekstinkcije od UV do NIR spektra je glatka, sa jakim centriranim pikom pri 2175 \AA (slika 10). Za ovu standardnu krivu dobijamo da je $R_V = A_V/E(B - V) = 3.1$, dok je $A_B/E(B - V) = 4.1$. Na krivi ekstinkcije se nalaze i drugi manji pikovi koje za npr IR deo se zna da potiču od silikata (pikovi na $9,7$ i $18 \mu\text{m}$).

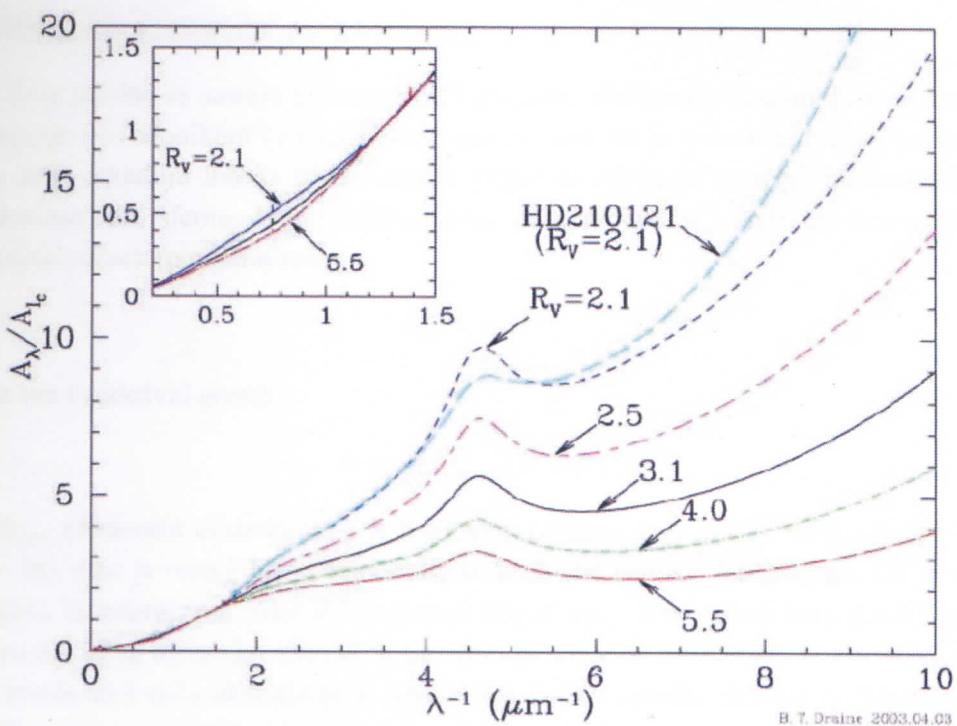


Slika 10: Standardna galaktička kriva ekstinkcije, normirana na vizuelnu ekstinkciju $A(V) \equiv A_V$. Krugovi odgovaraju determinaciji od strane Savage & Mathis. Deblja linija je fit jednog od tri moguća modela komponenata: velika cilindrična zrna sa jezgrom i omotačem (puna tanka linija), veoma mala grafitna zrna (isprekidana linija) i PAHs (tačkasta linija). [Li & Greenberg, 1997]

Na međuzvezdanoj krivi ekstinkcije (slika 11) za različite vrednosti parametra R_V koje su prikazane, uvek se jasno uočava pik na 2175 \AA koji je različitog intenziteta. Ovaj pik se javlja najverovatnije zbog primetne apsorpcije na određenoj vrsti ugljeničnih zrna prašine. Ako izvršimo ekstrapolaciju krive ekstinkcije

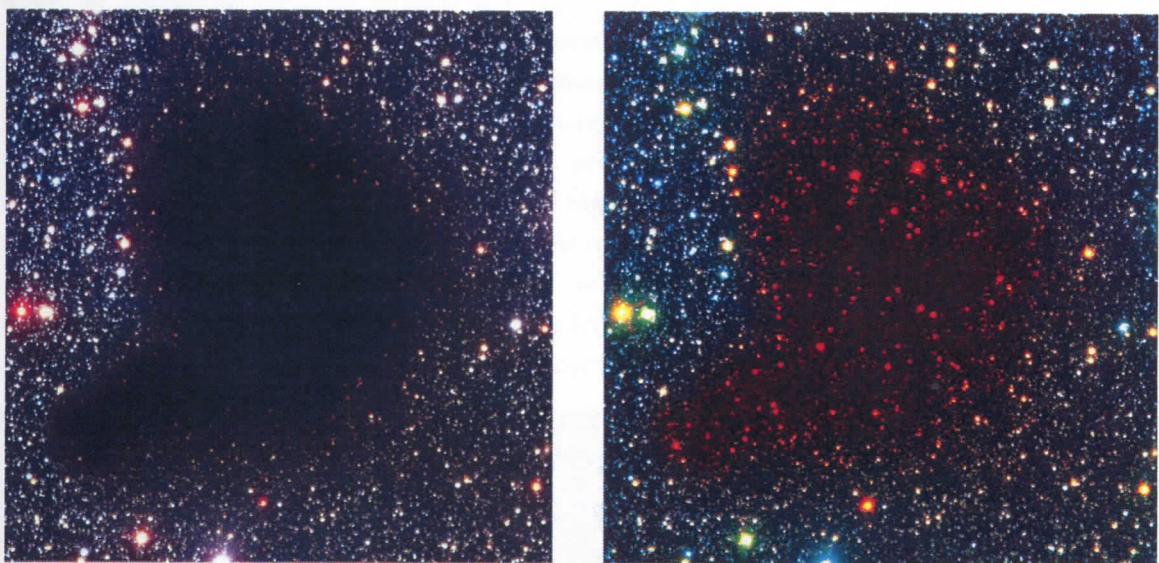
$$R_V = \left(\frac{E(\lambda - V)}{E(B - V)} \right)_{\lambda \rightarrow \infty} \quad (40)$$

možemo da zapazimo da što je R_V veće kriva ekstinkcije će biti ravnija, tako da ako bi uzeli da $R_V \rightarrow \infty$ sve talasne dužine bi bile apsorbovane podjednako i kriva ekstinkcije bi tada bila skroz ravna. Veća zrna prašine su vise zastupljena sve do naglog porasta krive ka UV delu spektra gde preovlađuje veliki broj malih zrna prašine.



Slika 11: Međuzvezdana kriva ekstinkcije za različito R_V . [Draine 2003]

Ekstinkcija ima veći uticaj na kraće talasne dužine. Nakon apsorpcije svetlosti sa zvezda, zrna prašine vrše emisiju svetlosti većih talasnih dužina i ta pojava se naziva “crvenjenje”. Prašinu možemo da posmatrano “crvenjenjem” u NIR spektru (svetlige oblasti) i ekstinkcijom u spektru vidljive svetlosti (tamne oblasti), (slika 12).



Slika 12: prašina posmatrana ekstinkcijom (levo) i “crvenjenjem” (desno). [VLT ANTU + FORS 1 - NTT + SOFI, ESO PR Photo 02c/01, 2001.]

4.2. Fizičke karakteristike zrna prašine

Zrna prašine se sastoje primarno od ugljenika, silicijuma, magnezijuma, gvožđa itd., od jedinjenja sa vodonikom i zastupljenosti gasova kao što je kiseonik. Sastav prašine kao i veličina zrna određuju indeks prelamanja μ kojim se određuju optičke karakteristike. Ako prepostavimo da sferno zrno prašine ima poluprečnik a , onda možemo definisati geometrijski presek (površinu zrna):

$$\sigma_{gr} = \pi a^2 \quad (41)$$

a samim tim i efektivni presek

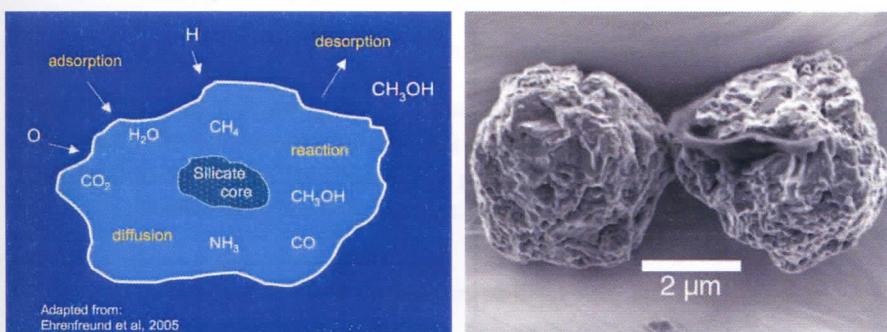
$$\sigma = \pi a^2 Q_{ext}(a, \lambda, \mu) \quad (42)$$

gde je Q_{ext} efikasnost ekstinkcije, a μ indeks prelamanja koji ima i realni i imaginarni deo $\mu = n - in'$. Ako je realni deo n veći, onda su zrna efikasnija u rasejanjima, što je slučaj za dielektrična ili ledena zrna. Ako je imaginarni deo n' veći, zrna će biti bolji apsorberi, a to se odnosi na slučaj sa metalnim zrnima. S obzirom da veličina zrna utiče na ekstinkciju, većim zrnima imaćemo i veću ekstinkciju a samim tim i veću optičku dubinu τ_λ . Optičku dubinu duž prašine možemo predstaviti na sledeći način:

$$\tau_\lambda = N_{gr} \sigma_{gr} Q_{ext} \quad (43)$$

gde je N_{gr} linijska gustina zrna duž linije vizure u jedinicama cm^{-2} . Da bismo dobili posmatranu međuzvezdanu krivu ekstinkcije, neophodno je da upravo znamo distribuciju veličine zrna duž linije vizure kao i optičke karakteristike zrna.

Uglavnom je zastupljeno više raličitih tipova zrna u jednom oblaku. Primarni materijali od kojih su izgrađena zrna su silikatnog i ugljeničnog porekla, sa ledenim omotačima od isparljivih jedinjenja poput vode ili CO_2 . Postoje i potpuno metalna zrna (gvozdene sfere ili igle). Značajan maseni deo od ukupne mase zrna prašine u međuzvezdanoj sredini obezbeđuju silikatna zrna, a takođe i ugljenična. Opservacionim metodima detekcijom na određenim talasnim dužinama možemo da utvrdimo sastav prašine (npr na 2175 \AA je detektovan ugljenični materijal tj grafit). Zrna prašine su reda veličine od nm do μm , sačinjeni od manjih kristala koje grade desetine miliona atoma. Na samoj površini zrna nalaze se molekuli i jednostavnija jedinjenja, dok se ispod toga nalazi ledena kora ili omotač debiljine oko $0,5 \mu\text{m}$. Jedinjenja u omotaču su ledovi CO_2 , H_2O , CH_4 , NH_3 itd. U unutrašnjosti zrna se nalazi jezgro prečnika oko $0,05 \mu\text{m}$, koje je izgrađeno od C, Fe, Si itd (slika 13).

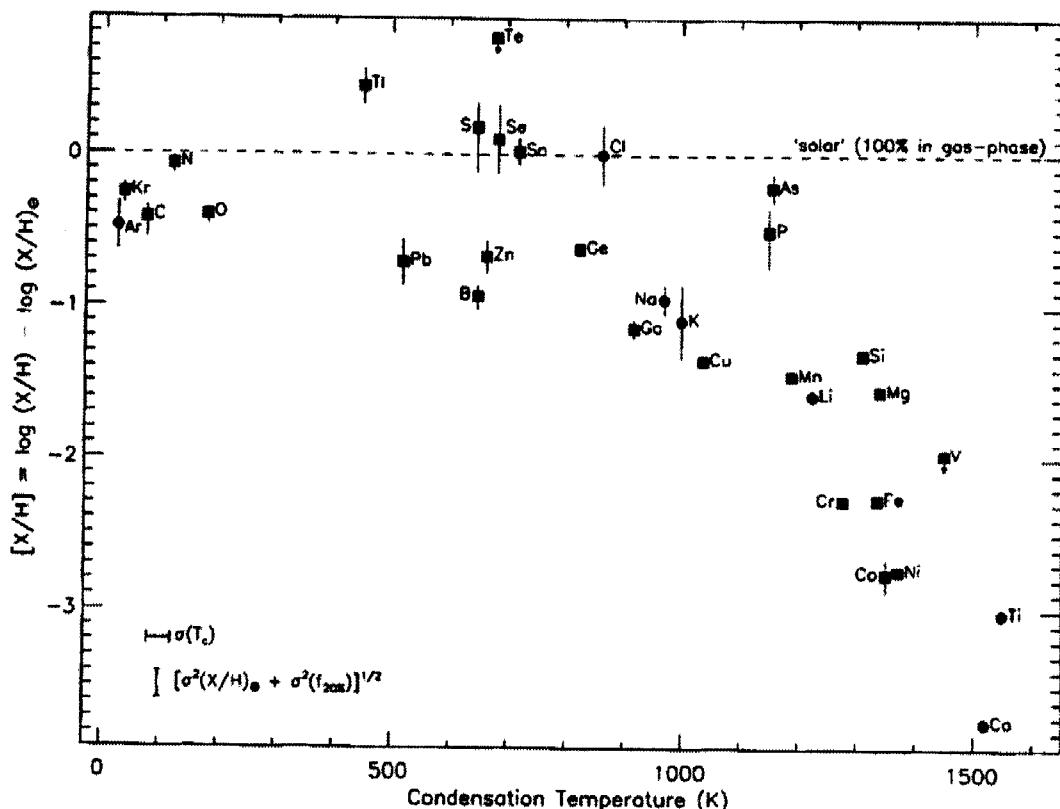


Slika 13: Model zrna prašine (levo) [Ehrenfreund et al, 2005]; Par zrna SiC prašine sa Murchison meteorita (desno).

U međuzvezdanoj sredini gas je pomešan zajedno sa prašinom, pa merenjem gustine gasa dobija se ekstinkcija. Takođe može da se izvrši i korelacija između linijske gustine gase i viška boje

$$\frac{N(HI) + 2N(H_2)}{E(B-V)} = 5.8 \cdot 10^{21} \frac{1}{cm^2 mag} \quad (44)$$

gde je $N(HI) + 2N(H_2) = N(H)$ broj čestica neutralnog vodonika koji je unutar cilindrične zapremine koja se nalazi između posmatrača i posmatranog objekta tj $N(H)$ predstavlja linijsku gustinu. Zapažene promene u gasnoj zastupljenosti elemenata mogu se objasniti ako uzmemimo u obzir da se količina koja nedostaje nalazi u sastavu zrna prašine. Određivajem ukupne međuzvezdane zastupljenosti elemenata poput C, Si, Fe itd., kao i količine koja se nalazi u gasu, možemo proceniti koliki će deo svakog elementa biti zarobljen u zrnima prašine. Kolika će biti zastupljenost nekoga elementa u zrnima prašine prevashodno zavisi od temeperature kondenzacije¹⁶ (slika 14). Elementi kao što su C, Fe, Si, Mg itd. su otporni na visoke temperature (*refractory elements*) i imaju visoku temperaturu kondenzacije. S druge strane postoje i elementi koji nisu otporni na visoke temperature sa niskom temperaturom kondenzacije (*less refractory elements*).



Slika 14: Na grafiku je pretstavljena korelacija između zastupljenosti elemenata u gasovitoj fazi i temperaturu kondenzacije, za međuzvezdani hladni difuzni oblak ζ Oph. Podaci obeleženi kvadratima su sa GHRS-a (The Goddard High-Resolution Spectrograph), a podaci obeleženi krugovima su sa Copernicus satelita. Greška 1σ za temperaturu kondenzacije je $\pm 20K$. [Savage, Sembach 1996]

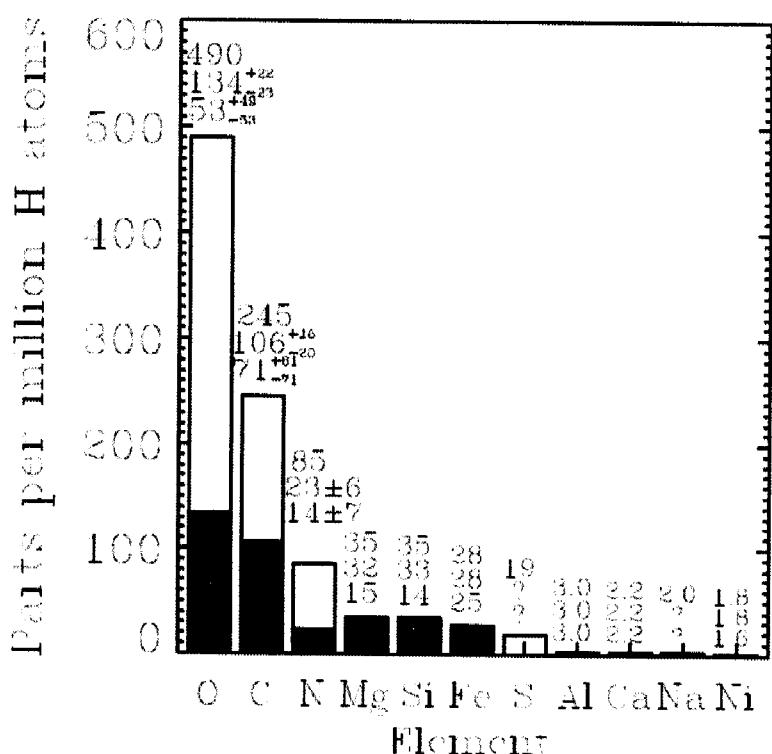
¹⁶ Temperatura kondenzacije - je temperatura na kojoj 50% elemenata pređe iz gasovite u čvrstu fazu.

Elemente koji ulaze u sastav zrna prašine možemo da podelimo po njihovoj zastupljenosti (Tabela 1). Možemo podeliti i vrste zrna po sastavu. Ugljenična zrna imaju najviše ugljenika u svom sastavu u obliku grafita, dijamanta, fulerena, PAH¹⁷ itd. Silikatna zrna se nalaze u obliku jedinjenja sa FeSiO_3 i MgSiO_3 , a u meteoritima u obliku SiC . Karbonatna zrna prašine iako čine samo 1% od ukupne prašine, nalaze se u obliku jedinjenja CaCO_3 i $\text{CaMg}(\text{CO}_3)_2$.

Tabela 1: Elementi koji ulaze u sastav prašine [A.P. Jones, 1999]

Zastupljenost elementa [ppm]	Vrsta elementa
≥ 300	C, O
~ 30	Fe, Si, Mg
~ 3	Al, Ca, Na, Ni
$\sim 0.1 - 0.3$	S, K, Cr, Mn, Co, Ti

Usled podele elemenata po zastupljenosti kao i po vrednosti kondezacione temperature imamo da se tokom stvaranja zrna prašine, prvo se formira jezgro i to od elemenata koji imaju visoku temperaturu kondenzacije, a zatim omotač koje čine elementi sa nižom temperaturom kondenzacije (slika 15).



Slika 15: Udeo elemenata u izgradnji zrna prašine pretstavljen po slojevima. Crnom bojom je pretstavljeno jezgro, sivom bojom omotač zrna a belom bojom je pretstavljena količina elemenata koja se nalazi u gasnoj fazi. [Jenkins 2003]

¹⁷ PAH - Polycyclic Aromatic Hydrocarbon - Policiklični aromatični ugljovodonici

4.3. Formiranje i razaranje prašine

Većina zrna prašine je formirana u atmosferama crvenih džinova i omotačima planetarnih maglina¹⁸. U ovim objektima se nalaze idealni uslovi za formiranje prašine poput velike gustine $\sim 10^9 \text{ cm}^{-3}$ koja je povezana sa temperaturom gasa blizu kondenzacione temperature mnogih teških elemenata od 1000 K do 2000 K. Međutim, kada se jednom formiraju zrna mogu da se podele na manje jedinice u međusobnim sudsarima ili da stvaraju veće formacije koagulacijom ili akrecijom atoma i molekula na njihove površine – procesom adsorpcije¹⁹. Takođe zaslužne za formiranje prašine su i nove, dok kod supernovih imamo direktnе dokaze koji impliciraju formiranje prašine.

Zvezdani omotači u njihovim poslednjim stadijumima evolucije predstavljaju primarne izvore zastupljenosti čvrstih čestica koje će postati međuzvezdana zrna prašine. Možemo da podelimo u dve klase zvezdane izvore prašine prema njihovoј relativnoj zastupljenosti kiseonika prema ugljeniku O/C:

1. O>C bogate kiseonikom:

atmosfera Sunca kao i difuzna međuzvezdana materija su bogate kiseonikom. Glavni kondenzati su silikati dok se većina ugljenika nalazi u obliku jedinjenja CO. Posmatranja pokazuju da isticanje (izlivanje) prašine iz zvezda koje su bogate kiseonikom imaju veoma jaku karakterističnu silikatnu liniju na 10 μm u svom spektru.

2. O<C bogate ugljenikom:

ovakav odnos se javlja u ugljeničnim zvezdama²⁰ gde je putem nukleosinteze rasporostranjenost ugljenika u atmosferi veoma visoka. Glavni kondenzati su čvrsti karbonati poput grafita i amorfног ugljenika²¹. Silikatna linija na 10 μm je naročito odsutna u srednjem-IR delu spektra kod ugljeničnih zvezda, ali kod nekih se javlja slaba SiC emisiona linija na 11.3 μm .

Nakon izbacivanja zrna prašine u međuzvezdanu sredinu iz masenih gubitaka zvezda tokom poslednje faze evolucije, dodatni procesi doprinose “rastu” i uništenju zrna:

- Akrecija atoma, jona i molekula na površinu zrna
- Sudari zrna u gustim oblacima – rezultiraju u obliku koagulacije (formiranju veća zrna), odbijanja (javlja se zgrevanje ali ne dolazi do rasta) i “drobljenju” i isparavanjem (uništenje zrna)

¹⁸ Planetarne magline – su oblasti ionizovanog gasa oko belih patuljaka, koje nastaju pre njihovog formiranja tj pri kraju faze crvenog džina usled započinjanja fuzije helijuma u jezgru kada dolazi do oduvavanja dela hladnog i retkog zvezdanog omotača.

¹⁹ Adsorpcija - je proces koji se dešava kada se gasoviti ili tečni rastvor akumulira na površini nekog čvrstog materijala ili, ređe, tečnosti (adsorbenta), formirajući molekularni ili atomski film – adsorbat.

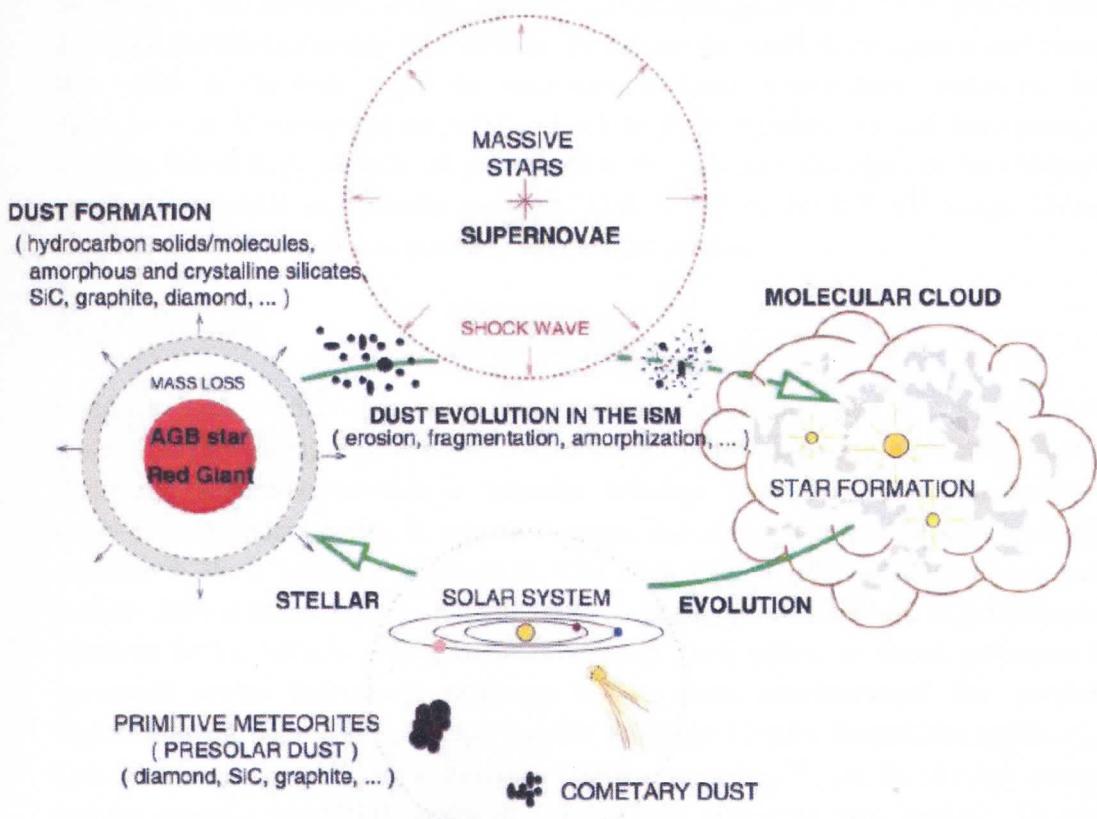
²⁰ Ugljenične zvezde – su zvezde “kasnijeg” tipa slične crvenim džinovima, čije atmosfere sadrže više ugljenika nego kiseonika.

²¹ Amorfni ugljenik – ili slobodan, reaktivni ugljenik, je alotrop ugljenika koji nema kristalnu strukturu.

- Fotodesorpcija²² atoma i molekula sa površine zrna
- Fotoliza²³ ledenog omotača kao i drugih vrsta površina od strane UV zračenja
- Uništenje putem udarnih talasa koji potiču od supernove

Pokušaji da se naprave modeli "rasta" i razaranja koji bi bili u ravnoteži na takav način da se dobije distribucija tipične veličine zrna su trenutno sa poteškoćama. Modeli predviđaju da bi zrna prašine brže trebala da se uništavaju od strane supernovih nego što se formiraju u zvezdanim omotačima. Ova tema je zapravo na samom početku istraživanja međuzvezdane prašine. U ovom trenutku, ne postoji pouzdan model kojim se opisuje formiranje i razaranje međuzvezdanih zrna prašine.

Karakteristike prašine zavise od fizičkih uslova međuzvezdane sredine. Fizički procesi su odgovorni za evoluciju prašine koja ima određeni uticaj na "životni" ciklus međuzvezdane sredine (slika 16). Neke od karakteristika prašine kao što je emisija sa nje, koriste se za procenu količine mase oblaka ili formiranja zvezda.



Slika 16: Grafički prikaz ciklusa evolucije prašine vođen ciklusom međuzvezdane materije. [Jones 2004, iz Compiegne M. 2011]

²² Fotodesorpcija – oslobađanje molekula iz omotača zrna prašine od strane fotona ili kosmičkih zraka

²³ Fotoliza - ili fotodisocijacija je hemijska reakcija pri kojoj se hemijska jedinjenja razlažu pod dejstvom fotona elektromagnetskog zračenja.

Prašina se primarno razara putem udarnih talasa koji potiču sa supernovih. Takođe njen razaranje je ostvarivo kada je prisutna visoka temperatura kao i u uslovima sredine gde je velika gustina. Ovakvi procesi uništenja prašine odvijaju se na vremenskoj skali od $\sim 5 \cdot 10^8$ godina. Sudarima sa ostalim česticama ili zračenjem, prašina prelazi u gas. Najčešće se zrna prašine sudaraju sa fotonima, gasom, kosmičkim zracima kao i sa drugim zrnima. Neki od glavnih mehanizama razaranja prašine su putem:

1. Fotona

Prilikom interakcija fotona i zrna prašine se javljaju efekti koji zavise od energije upadnog fotona kao i od karakteristika površine zrna. Foton koji imaju malu energiju poput onih iz radio i infracrvenog dela spektra, se jako slabo apsorbuju na zrnu prašine i to u slučaju kada je talasna dužina upadnog fotona veća od samog zrna. Dok foton koji se nalaze u opsegu od vidljivog do UV zračenja, mogu ili da se raseju ili apsorbuju na zrnu prašine. Ako se foton apsorbuje, rezultat takve interakcije će samo zavisiti od činjenice da li je njegova energija veća od fotoelektričnog izlaznog rada ϕ materijala²⁴ koji sačinjava omotač prašine. Ako je energija fotona $h\nu < \phi$ to će samo doprineti termalnoj energiji zrna prašine, pa će ono da izrači tu energiju poput crnog tela. Ako je $h\nu > \phi$ onda će kinetička energija emitovanog elektrona biti $E_k = h\nu - \phi$. U zavisnosti od jedinjenja od kojih je izgrađen omotač zrna prašine, energije fotona koje su reda od po nekoliko eV ipak nisu dovoljne da se oslobole atomi ili molekuli sa njihovih površina. Dok foton sa $h\nu \gtrsim 5$ eV mogu veoma efikasno da uklone atome sa površine većine zrna prašine.

2. Kosmičkih zraka

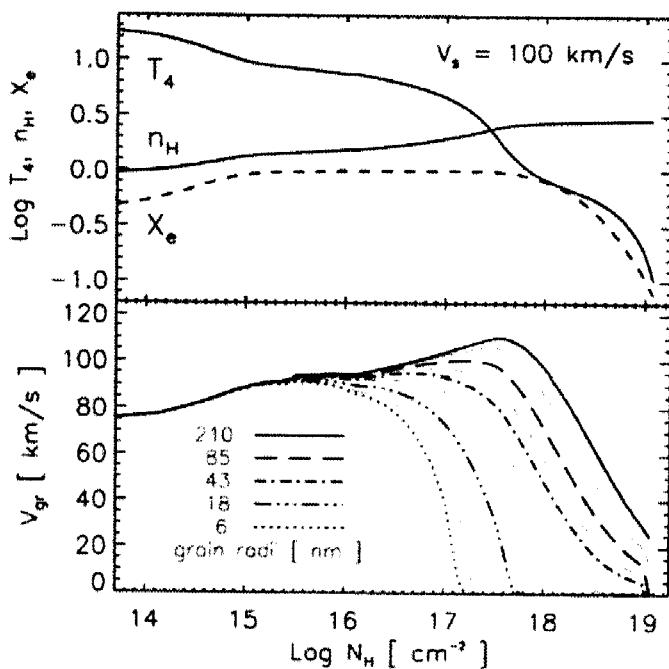
Kosmički zraci predstavljaju fragmente atoma ili čak cela jezgra (77% protoni, 20% jezgra He, 1% ostalo), koji se prostiru kroz svemir približno brzinom svetlosti, koje je eksplozija supernove ubrzala u udarnim talasima remnanta. Kosmički zraci sa najvećim energijama potiču iz centara kvazara, dok drugi vode poreklo iz eksplozija supernovih ili iz Sunčeve hromosfere. Oni su još jedni od potencijalnih razarača prašine. Efekat interakcije kosmičkih zraka sa prašinom se smanjuje sa povećanjem relativne brzine između zrna i kosmičkih zraka. Ovaj efekat se stvara primarno iz zavisnosti brzine frekvencije rasejanja što se može aproksimovati kao produkt Raderfordovog poprečnog preseka, gustine rasejanja i brzine kosmičkih zraka v_{kz} . Frekvencija rasejanja v_0 ima zavisnost oblika $v_0 \propto v_{kz}^{-3}$, pa će shodno ovome najniža energija kosmičkih zraka da ima najveći efekat na zrna prašine. Ovakva interakcija kosmičkih zraka sa zrnima prašine može dovesti do zagrevanja zrna a takođe i do njihovog nalektrisavanja kao i do ionizacionih efekata. Zbog kosmičkog

²⁴ Izlazni rad materijala - je minimalna energija u eV koja je potrebna da se izbaci elektron sa površine materijala u čvrstom agregatnom stanju. Kod fotoefekta, izlazni rad materijala se ostvaruje sa fotonima koji padaju na površinu čvrstog materijala. Ako je energija ulaznog fotona mala onda elektron neće imati dovoljno energije da napusti materijal: $\phi = h \cdot f_0$, h je Plankova konstanta, f_0 je granična frekvencija (određena frekvencija ulaznih fotona, ispod koje elektroni ne mogu biti izbačeni) za određeni materijal u čvrstom stanju.

zračenja koje dolazi sa Sunca, jednostavno ne postoji za sada način da saznamo kako izgleda spektar kosmičkog zračenja van sunčevog sistema na tako niskim energijama, pa je i proučavanje ovog načina razaranja prašine za sada samo teorijski.

3. Raspršivanja

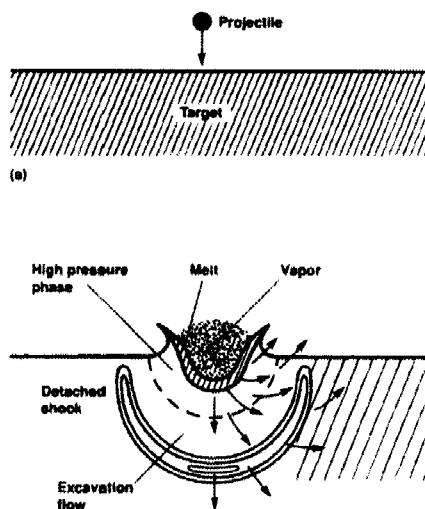
Dominantan način razaranja prašine je putem sudara sa ionima velikih brzina ($v \geq 50 \text{ km/s}$) u veoma gustoj sredini. Ovakvi uslovi se stvaraju usled uticaja udarnih talasa nakon eksplozije supernove. Raspršivanjem nazivamo sudare gase sa zrnima prašine, pri čemu se vrši konverzija materije iz faze prašine u gasnu fazu. Srednja brzina jona koji se sudaraju sa zrnima prašine mora biti $> 30 \text{ km/s}$ da bi raspršivanje uopšte i moglo da bude efektivno. Raspršivanje možemo da podelimo na termalno i netermalno. Kod termalnog raspršivanja brzina gase je mnogo veća od brzine prašine, pa možemo prepostaviti da je brzina prašine skoro jednak nuli u odnosu na gas u ovom slučaju, pa će i njihova interakcija samim tim biti izotropna. Termalno raspršivanje je važno za udarne talase čija je brzina $\geq 150 \text{ km/s}$. Kod netermalnog raspršivanja brzina prašine je mnogo veća od brzine gase tako da se pretpostavlja da se prašina kreće u fiksiranoj pozadini gasa. Kod netermalnog raspršivanja su dominantni udarni talasi koji razaraju u tom procesu prašinu sa brzinom između 50 i 150 km/s. Ako kombinujemo ovakva dva granična slučaja dobićemo ukupan doprinos raspršivanja kao načina razaranja prašine (slika 17).



Slika 17: Distribucija brzina zrna prašine koja su različitim veličinama pri drugačijoj linijskoj gustini N_H [Jones 2004]. Veća zrna je mnogo teže usporiti i ona imaju veće prosečne brzine nego mala zrna prašine. [J. Guillochon 2008]

4. Medusobnih sudara zrna prašine

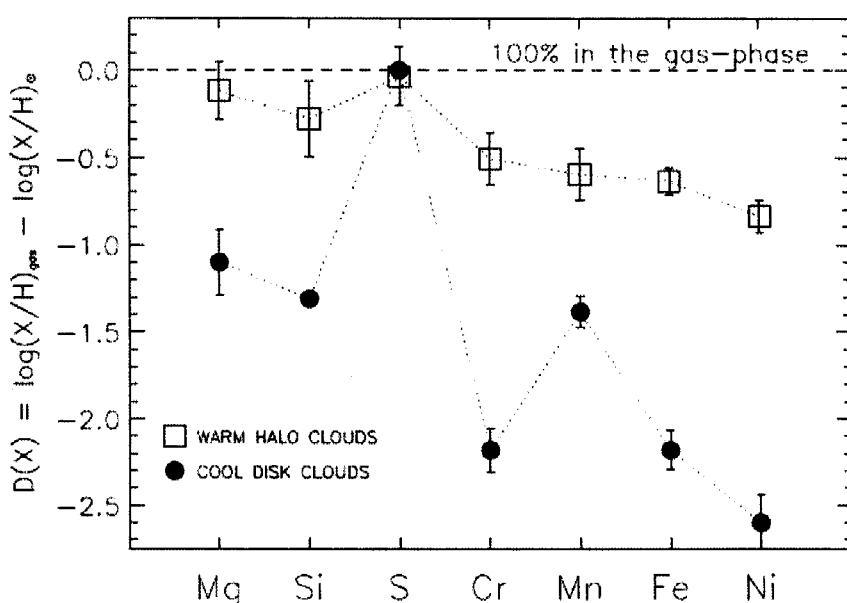
Zrna prašine prilikom sudara sa drugim zrnima mogu da "ispare" i to na način da se prašina konvertuje nazad u gasnu fazu. Takođe zrna mogu da budu "razbijena" prilikom sudara sa drugim zrnima i ovo nije proces uništenja prašine već se kao rezultat dobija preraspodela mase prašine na zrna manjih veličina. U zavisnosti od relativne brzine koju imaju zrna prilikom sudara imamo i različite ishode. Pri brzinama ~ 1 m/s zrna se mogu spojiti, međutim zbog geometrije površina zrna koje su neregularne ovaj proces dovodi do njihovog lakog razdvajanja. Pri brzinama ~ 20 m/s zrna prašine se bez posledica odbijaju jedna od drugih. Sudari koji su pri brzinama od 100 m/s mogu da stvore slabu vezu između spojenih zrna, dok pri brzini od 1 km/s mogu se razbiti zrna homogene strukture. Pri brzini od 20 km/s zrna mogu da ispare, na takav način da se zrno "projektil" uništava osim ako oba zrna nisu sličnih masa. Prilikom sudara na ovim brzinama dolazi i do oslobođanja gasa (slika 18).



Slika 18: Grafički prikaz formiranja kratera prilikom sudara dva zrna prašine što za rezultat daje oslobođanje elemenata u gasnu fazu. [Jones et al. 1996 from J. Guillochon 2008]

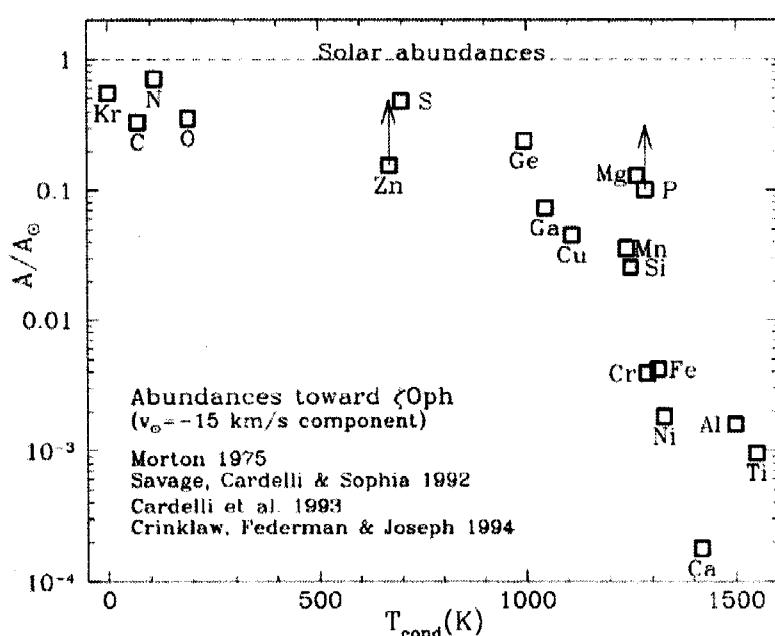
4.4. Trošenje elemenata na međuzvezdane zrna

Moguće je proceniti zastupljenosti elemenata gasne faze difuzne međuzvezdane materije merenjem intenziteta apsorpcionih linija UV i vidiljivih talasnih dužina, linijom vizure ka nekoj sjajnoj zvezdi. Posmatrana zastupljenost mnogih teških elemenata je veoma osiromašena u odnosu na solarne vrednosti, što nam za zaključak daje da atomi koji "nedostaju" su zapravo zarobljeni tj. nalaze se u sklopu čvrste faze u zrnima prašine. S obzirom da se ne nalaze u gasnoj fazi, ovi elementi su naprosto nedostupni prilikom proučavanja apsorpcionih linija. Posmatrana količina utrošenih elemenata zavisi od brojne gustine vodonika duž linije vizure. Veliki utrošci elemenata su posmatrani u oblastima koje imaju veliku gustinu. U hladnim difuznim oblacima je veće trošenje elemenata na zrna prašine nego kod toplih difuznih oblaka (slika 19).



Slika 19: Zastupljenost elemenata u gasnoj fazi za one koji se javljaju najčešće (Mg, Si i Fe), koji se javljaju manje (Ni) i onih u tagovima (Cr i Mn) tokom procesa fromiranja prašine i sumpora za difuzne linije vizure koje se prostiru kroz hladne oblake u galaktičkom disku (krugovi) i tople oblake u galaktičkom halou (kvadri) za solarne referentne zastupljenosti (A.P. Jones 1999).

Najznačajnija korelacija je između količine utrošenih elemenata i temperature kondenzacije elemenata koji će biti potrošeni. Ovo znači da što je veća temperatura kondenzacije elemenata, više njih će biti uklonjeno iz gasne faze (tj zastupljenosti elementa će biti osiromašena iz gasne faze jer će oni preći u čvrsto stanje tj ući će u sastav zrna prašine). Kako se zrna prašine stvaraju u hladnim atmosferama koje zvezde odbacuju na kraju svoje evolucije, elementi koji imaju visoku temperaturu kondenzacije će prvi biti kondenzovani tj utrošeni na stvaranje čvrstih zrna. Elementi koji imaju nisku temperaturu kondenzacije će se mnogo kasnije i kondenzovati i manje će biti zarobljeni na zrnima (slika 20).



Slika 20: Grafički prikaz utrošenih elemenata u odnosu na solarne vrednosti u funkciji od temperature kondenzacije. Uzorak trošenja emlemenata i njihovog zarobljavanja iz gasne faze na stvaranje zrna prašine, mereno je preko ζ Oph. [Draine 2003, Saas-Fee Lectures]

Posmatrani uzorci trošenja elemenata u međuzvezdanoj sredini daju nam važne informacije o formiranju i razaranju zrna prašine. Koji elementi će se utrošiti zavisi samo do uslova sredine u kojima se nalaze zrna tokom formiranja. Zastupljenost elemenata možemo da merimo jedino u gasnoj fazi i nema jednostavnog načina da procenimo udeo elemenata koji su zarobljeni u zrnima prašine. Proučavanja najzastupljenijih produkata zvezdane nukleosinteze poput C, N, O, Mg, Si, S i Fe, govore nam o primarnim konstituentima zrna prašine.

◦ Kiseonik:

zavisi od prepostavljenje O/H ukupne zastupljenosti, oko 120-450 atoma kiseonika po 10^6 atoma vodonika se nalazi na zrnima prašine. Generalno odsustvo linije na $3.1 \mu\text{m}$ H_2O sugerije da je $<0.02\%$ kiseonika zarobljeno u obliku H_2O leda. Ostatak je najverovatnije inkorporiran u silikatima i oksidima gvožđa i magnezijuma.

◦ Ugljenik:

zastupljenost C/H u prašini se kreće od ~ 90 do 130 po 10^6 atoma vodonika.

◦ Azot i sumpor:

veoma je mala količina ili uopšte i ne postoji inkorporacija na zrnima prašine.

◦ Mg, Fe, Si, Ni, Cr i Mn:

Svi ovi elementi pokazuju jako visok stepen inkorporacije na zrnima prašine. U mnogim slučajevima je skoro potpuno osiromašena gasna faza sa ovim elementima.

◦ Retki elementi:

mnogi imaju sledeći odnos $(X/H)_{zrno} \approx 70\% (X/H)_{ISM}$. Mada poneki poput P, Cl, As, Ar, Se, Kr, Sn i Tl pokazuju malu ili nikakvu inkorporiranost na zrnima prašine.

4.5. Deuterijum u prašini

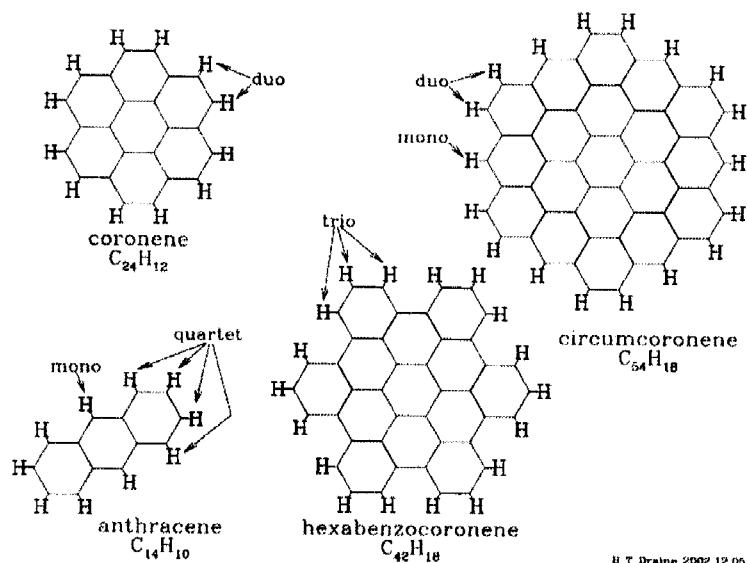
Posmatrane varijacije zastupljenosti elemenata u gasnoj fazi pripisuju se njihovoj inkorporaciji na zrnima prašine. Još je 1982. godine Jura predložio da bi se čak i deuterijum mogao trošiti iz gasne faze i zarobljavati u zrnima prašine. Nakon toga se značajno razvilo znanje o međuzvezdanoj prašini koje uključuje jednu bitnu populaciju veoma malih zrna policikličnih aromatičnih ugljovodonika (PAH).

Draine je 2004. godine došao do zaključka da ugljenična zrna prašine mogu da uključe dovoljno atoma deuterijuma i da na taj način značajno dođe do redukcije rasporostranjenosti deuterijuma u gasnoj fazi. Naravno, pod određenim uslovima deuterijum koji je zarobljen u zrnima prašine može da se osloboди i da se vrati u gas. Faktorom "astration"²⁵ je redukovana D/H zastupljenost iz primordijalne vrednosti na $(D/H)_{\text{ukupno}} \approx 23 \text{ ppm}$, pa će inkorporaciju deuterijuma na prašini onda rezultirati na sledeći način:

$$(D/H)_{\text{gas}} < (D/H)_{\text{ukupno}} \quad (45)$$

Varijacije odnosa D/H u gasu se pripisuju varijacijama iz jedne linije vizure ka drugoj zbog različitog udela deuterijuma u zrnima prašine.

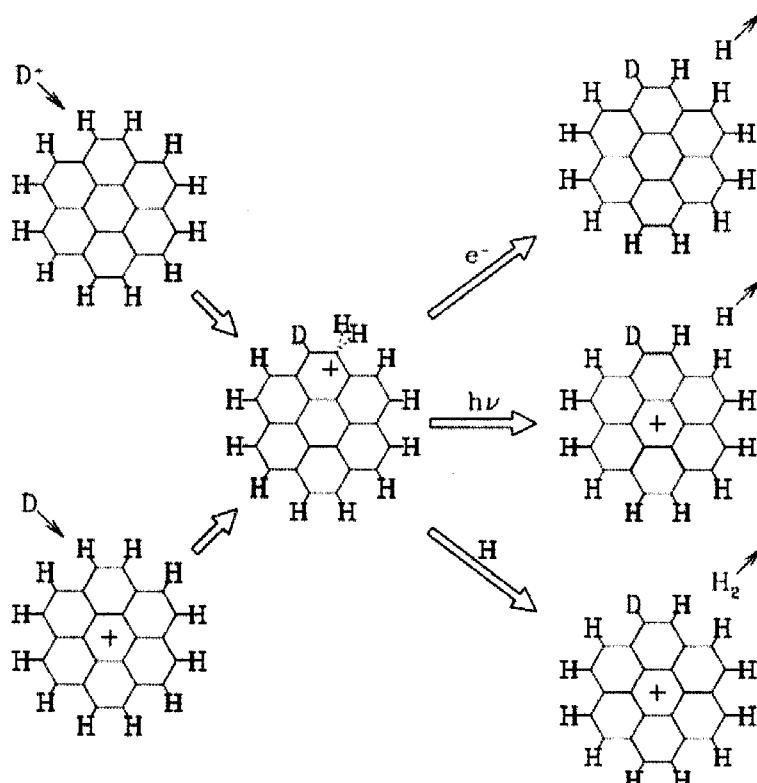
Policiklični aromatični ugljivodonici su veliki aromatični molekuli u obliku prstena koji se sastoje od 20 do 100 atoma ugljenika. Aromatični molekuli mogu da se zagreju do veoma visokih temperatura apsorpcijom fotona, a posledica toga je otpuštanje toplote i to emisijom u srednjem delu infracrvenog spektra (detektovane su široke emisione linije na $3.3 \mu\text{m}$, $6.2 \mu\text{m}$, $7.7 \mu\text{m}$, $8.6 \mu\text{m}$ i $11.3 \mu\text{m}$). Kada se atomi vodonika zakače za krajeve aromatičnog prstena, nastaju karakteristične emisione linije (karakteristični optički aktivni vibracioni modovi: C-H na $3.3 \mu\text{m}$; C-C na $6.2 \mu\text{m}$ i $7.7 \mu\text{m}$; C-H na $8.6 \mu\text{m}$ itd. [Allamandola et al. 1989; B. T. Draine 2003]) (slika 21). Možemo da zaključimo da se omotač PAH-ova veoma lako obogaćuje.



Slika 21: Struktura 4 PAH molekula. Primeri kojima se pokazuje kako mogu da se vezuju od jedan do četiri vodonikova atoma na aromatičnu strukturu. C-H vibracione spektralne linije čije talasne dužine zavise od broja susednih H atoma nastaju usled vibracija atoma unutar i izvan ravni ($11.3 \mu\text{m}$ za jedan H atom, $12 \mu\text{m}$ za dva H atoma, $12.7 \mu\text{m}$ za tri H atoma i $13.55 \mu\text{m}$ za četiri H atoma). [B. T. Draine 2003]

²⁵ Abstracion – ciklus u kojem se iz međuzvezdane materije formiraju zvezde, koje zatim nuklearnim reakcijama stvaraju teže elemente koji se putem stelarnih vetrova, planetarnih nebula ili supernovih, "vraćaju" nazad u međuzvezdani prostor i obogaćuju ga [A Dictionary of Astronomy 1997, originally published by Oxford University Press 1997].

Iako vodonik i deuterijum imaju istu elektronsku konfiguraciju, teži atomi uvek će imati tendenciju ka nižoj vibracionoj frekvenciji²⁶ ili ako posmatramo sa kvantno-mehaničke strane, imaće nižu energiju nulte tačke²⁷. Sa nižom energijom nulte tačke potrebna je i veća energija kako bi se veza kod takvog jedinjenja razbila, pa shodno tome veza koju ugljenik gradi sa deuterijumom biće jača od one koju gradi sa vodonikom. Upravo zbog ove karakteristike tokom dužeg vremenskog perioda, za PAH zrna prašine će se vezivati sve više deuterijuma. Da bi ugljenična zrna postala deuterizovana neophodno je da D ili D^+ koji se inkorporiraju na njih imaju značajnu verovatnoću za to (slika 22). Takođe je bitno da deuterijum koji je inkorporiran ne sme biti uklonjen reakcijom razmene sa dolaskom H ili H^+ . Ako bi se ovo ipak dešavalo sa značajnom verovatnoćom, onda bi zastupljenost deuterijuma u zrnima bila veoma mala.



Slika 22: Primeri reakcija za deuterizaciju PAH zrna. Gore levo je predstavljen sudar D^+ jona sa PAH zrnom, a dole levo sudar deuterijuma sa PAH^+ katjonom. Prilikom ovih sudara se hidro-PAH katjon sa dva atoma vodonika koji grade vezu sa jednim ugljenikom. Narednim reakcijama sa vodonikom ukloniće se jedan od viška atoma vodonika i formiraće se H_2 . [B. T. Draine 2004]

²⁶ Vibraciona frekvencija – Molekularna vibracija se javlja kada se atom u molekulu periodično kreće, dok molekul u celini ima konstantno translaciono i rotaciono kretanje. Frekvencija periodičnog kretanja je poznata kao vibraciona frekvencija. Tipična frekvencija molekularne vibracije je u opsegu od 10^{12} do 10^{14} Hz.

²⁷ Energija nulte tačke – predstavlja najnižu moguću energiju koju neki kvantno mehanički fizički sistem može da ima; to je energija osnovnog stanja.

Tokom 2001. godine Sandford, Bernstein i Dworkin su predložili četiri procesa koja mogu dovesti do obogaćenja deuterijumom ugljenična zrna prašine:

1. jonsko – molekularnim reakcijama u gasnoj fazi sa niskom temperaturom
2. reakcijama između gasa i zrna na niskim temperaturama
3. UV apsorpcijom fotona koja je praćena izbacivanjem vodonika
4. i deuterizacijom ugljeničnih molekula ugradenih u D-bogatim ledovima

Razaranjem zrna prašine deuterijum se vraća u gas kao i drugi refraktorni elementi koji su bili u sastavu. Zbog ovoga bi trebala da bude moguća korelacija tokom opservacija između $(D/H)_{gas}$ i zastupljenosti elemenata gasne faze Mg, Si, Ca, Ti, Fe i drugih elemenata koji pokazuju veliko trošenje tokom inkorporacije na zrnima. Ova predviđanja su i bila potvrđena studijom koja je dala pozitivnu korelaciju između $(D/H)_{gas}$ i $(Fe/H)_{gas}$. [Linsky et al. 2006]

5. Korelacije podataka

5.1. Rezultati merenja odnosa D/H satelitima u lokalnom galaktičkom disku

Merenjem odnosa deuterijum/vodonika (D/H) obezbeđuje se važana provera modela primordijalne nukeosinteze. Takođe merenje ovog odnosa doprinosi boljem razumevanju evolucije galaktičke hemije, kao i hemijskih karakteristika međugalaktičke sredine. Postoje dva glavna pristupa za određivanje primordijalnog odnosa $(D/H)_{\text{prim}}$. Prvi pristup se odnosi na merenja linijskih gustina D i H u sistemu apsorpcionih linija kvazara, gde su dobijene vrednosti za $(D/H)_{\text{prim}} = 27.8^{+4.4}_{-3.8}$ ppm (Kirkman et al. 2003). Drugi pristup uključuje anlaziranje podataka sa WAMP satelita, koji su dali vrednost za $\Omega_b h^2 = 0.0224$, sa greškom od $\sim 4\%$ (gde je Ω_b barionski parametar za zatvoren svemir, a h Hablova konstanta) (Spergel et al. 2003; Cyburt et al. 2003; Coc et al. 2004; Sanchez et al. 2006). Odnos bariona i fotona pomnožen sa 10^{10} će nam dati η_{10} , koji je povezan sa $\Omega_b h^2$ (Burles et al. 2001). Parametar η_{10} predviđa rasporostranjenost lakih elemenata stvorenih nukleosintezom. Različiti autori tretiraju brzinu nuklearnih rekacija lakih elemenata kao i grešku širenja, tako da imamo i različite rezultate za $(D/H)_{\text{prim}}$. Dva rezultata koja su u saglasnosti sa prvim pristupom merenja su: $(D/H)_{\text{prim}} = 27.5^{+2.4}_{-1.9}$ ppm (Cyburt et al. 2003) i $(D/H)_{\text{prim}} = 26.0^{+1.9}_{-1.7}$ ppm (Coc et al. 2004).

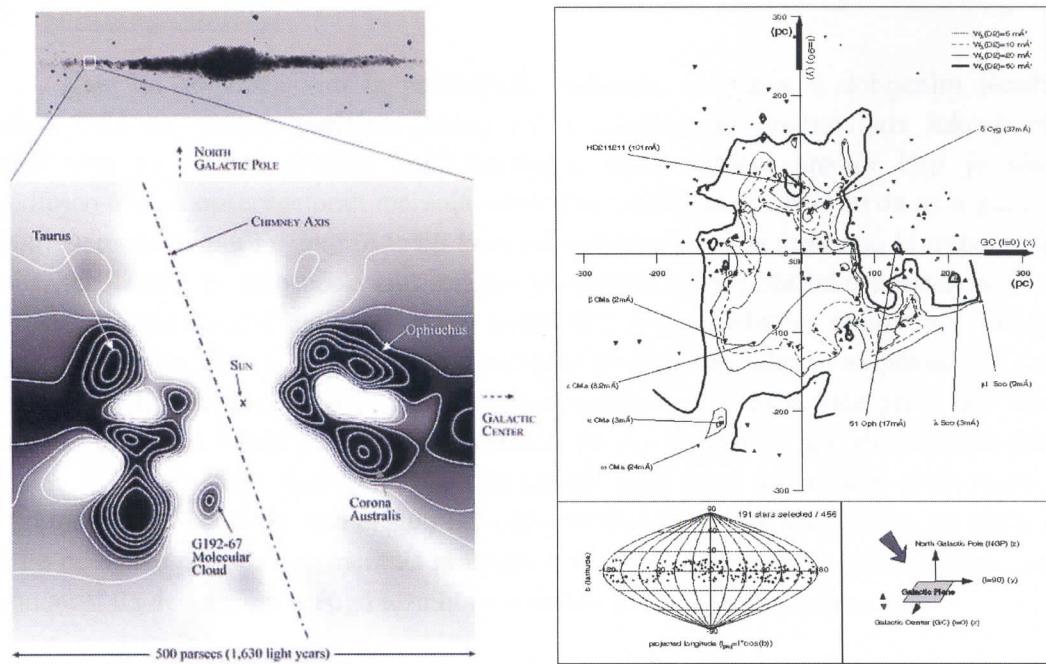
Posmatranjima koja su vršena preko nekoliko satelita kao što su FUSE²⁸, Copernicus, IMAPS²⁹, IUE³⁰ i HST³¹ dobijeni su podaci za odnos D/H za gas u Lokalnom Mehuru kao i za lokalni galaktički disk. Sunčev sistem se nađe u sredini Lokalnog Mehura (slika 23) koji je ispunjen neutralnim vodonikom čija je gustoća veoma mala ~ 0.05 atoma po cm^{-3} . Vruć difuzni gas u Lokalnom Mehuru emituje zračenje u X-spektru. Ovaj veoma redak gas je rezultat supernove koja je eksplozivno eksplodirala pre 1-2 miliona godina (Lyu & Bruhweiler 1996; Berghofer & Breitschwerdt 2002). Na osnovu merenja 47 linija vizure u radiusu od 2 000 pc, dobijaju se vrednosti za odnos D/H u funkciji od linijske gustoće N(HI). Ovi rezultati nam prevashodno ukazuju na to da rasporostranjenost deuterijuma nije homogena već se razlikuje od oblasti do oblasti. Lokalni Mehur na osnovu ovih rezultata možemo onda da podelimo na dve oblasti na osnovu vrednosti linijske gustoće. U prvoj oblasti linijska gustoća je $\log N(\text{HI}) < 19.2 \text{ cm}^{-2}$ i odnos vrednosti D/H = 15.4 ± 0.4 ppm. U drugoj oblasti linijska gustoća se kreće u opsegu $\log N(\text{HI}) = 19.2 - 20.7 \text{ cm}^{-2}$ i vrednosti odnosa D/H idu od D/H = $5.0^{+2.9}_{-3.4}$ ppm za θ Car do D/H = 21.8 ± 2.1 ppm za γ^2 Vel. Takođe rezultatima merenja dobijamo vrednosti i za linijsku gustoću u lokalnom galaktičkom disku koja je $\log N(\text{HI}) > 20.7 \text{ cm}^{-2}$, gde je vrednost odnosa D/H mnogo manja nego u Lokalnom Mehuru i iznosi D/H = 8.6 ± 0.8 ppm (slika 24).

²⁸ FUSE - Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer

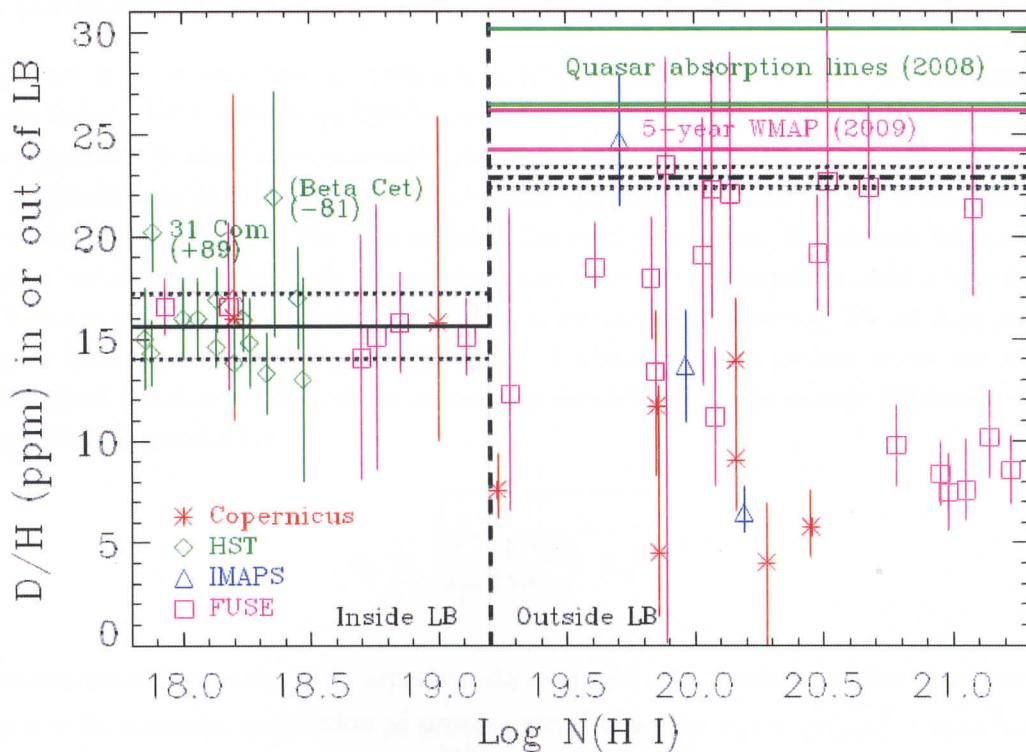
²⁹ IMAPS - Interstellar medium absorption profile spectrograph

³⁰ IUE - International Ultraviolet Explorer

³¹ HST - Hubble Space Telescope



Slika 23: Lokalni Mehur, šupljina u međuzvezdanoj sredini na Orionovom kraku u Mlečnom Putu – slika levo [“3-D map of local interstellar space shows sun lies in middle of hole piercing galactic plane”, Robert Sanders, Media Relations | 29 May 2003]. Slika desno – konture Lokalnog Mehura projektovane na galaktičku ravan [Sfeir 1999].



Slika 24: Grafik vrednosti gasne faze D/H u odnosu na linijsku gustinu vodonika za 47 linija vizure posmatranih objekata. Vertikalne isprekidane linije predstavljaju linije vizure unutar Lokalnog Mehura. Pune horizontalne linije ukazuju na srednju vrednost (D/H)_{gas} za visoke i niske vrednosti $N(HI)$ po oblastima. Tačkaste horizontalne linije predstavljaju $\pm 1\sigma$ oko srednje vrednosti. [Linsky et al. 2006]

5.2. Analiza podataka

Kao što se može vidi iz prethodnih podataka, varijacije u dobijenim rezultatima odnosa D/H su veoma značajne. Jedno od objašnjenja bi predstavljala inkorporiranost deuterijuma na zrnima prašine koja ispunjava međuzvezdani prostor koji je ujedno i objedinjen tokom opservacionih merenja različitim satelitima. S obzirom da se u gasu nalaze i drugi elementi poput Fe, ako bi vršili korelaciju deuterijuma sa njim ona bi trebala da bude pozitivna. Razlog za tako očekivani rezultat je njihova zajednička inkorporiranost u zrnima prašine, iz kojih se ovi elementi mogu oslobođiti u gas prilikom njihovog razaranja. Pa shodno tome ako bi se u gasu povećala količina gvožđa isto tako bi se povećala i količina deuterijuma. Kakva korelacija će biti između deuterijuma i gvožđa biće prikazana kasnijom analizom podataka. Može se samo prepostaviti da ako korelacija između merenih podataka količine D i Fe ne bude zadovoljavajuća da postoje neki drugi faktori koji utiču na to. Jedna od pretpostavki bi bila da deuterijum i gvožđe ne ulaze u isti sastav prašine, pa onda samim tim Fe ne bi bio pogodan element za praćenje vrednosti deuterijuma u gasu. Takođe postoji i mogućnost da deuterijum mnogo teže ulazi u sastav prašine nego gvožđe.

S obzirom da smo pretpostavili da bi jedan od glavnih uzročnika manjka količine deuterijuma u gasu od očekivane mogla biti prašina, možemo izvršiti antikorelaciju merenja zastupljenosti deuterijuma i ekstinkcije. Ekstinkcija nam daje meru prašine u smislu da što je više ekstinkcije to znači da je prisutno i više većih zrna prašine. Antikorelacija bi treba da pokaže da ako vidimo što više deuterijuma u gasu to bi ekstinkcija trebala da bude manja. Tokom dalje analize podataka takođe će biti urađena i antikorelacija između gvožđa i ekstinkcije.

Svi podaci koji su korišćeni za dobijanje korelacije između D/H i Fe kao i antikorelacije između D(Fe), D/H i ekstinkcije E(B-V), pretstavljeni su u Tabeli 2 i iz ref. 16. Ovi podaci su dalje statistički obrađeni u programu OriginPro 8 i dobijeni su grafici medusobnih zavisnosti. Ako pretpostavimo da D i Fe ulaze u istu vrstu zrna prašine, onda bi i njihovo oslobođanje iz nje za rezultat trebalo da daje potencijalnu linearnu korelaciju. S obzirom da su podaci linearno zavisni, to možemo da pretstavimo jednostavnom funkcijom u obliku $y = kx + n$, gde k predstavlja nagib linearog fita. Prilikom određivanja linearog fita za date podatke, može se izračunati i koeficijent korelacije (r). S obzirom da su podaci nezavisne veličine (pretstavljeni oznakama x i y), može se koristiti formula za kombinovanje (složenih) mernih nesigurnosti ili grešaka [18]:

$$\sigma_y = \sqrt{\sum_1^n \left\{ \left(\frac{\partial y}{\partial x_i} \right)^2 \sigma_{x_i}^2 \right\}} \quad (46)$$

Iz linearne jednačine možemo da zapazimo da su greške za y' uvećane greškama x' vrednosti. Zbog ove konstatacije neophodno je pronaći ukupnu grešku $\sigma_{y'} = \sqrt{\sigma_{y'x_i}^2 + \sigma_{y'm}^2}$, gde je $\sigma_{y'x_i}^2 = k^2 \sigma_{x'm}^2$ greška y' koja je nastala usled x' greške, dok su $\sigma_{y'm}$ i $\sigma_{x'm}$ greške koje su nastale tokom merenja. Kako bi dobili konačnu vrednost koeficijenta korelacije prvo je potrebno da nakon linearog fita za podatke x i y bez grešaka merenja odredimo parametar k .

Kada imamo određen parametar k onda možemo da dobijemo samim tim i ukupnu grešku σ_y , koju ćemo zajedno sa podacima x i y da fitujemo i da odredimo koeficijente korelacije $r_{x,y}$, i $r_{y,x}$ (jednostavnom zamenom podataka sa jedne na drugu koordinatnu osu). Konačna vrednost koeficijenta korelacije r dobija se iz srednje vrednosti koeficijenata $r_{x,y}$, i $r_{y,x}$. Nivo pouzdanosti za standardnu devijaciju od 1σ je 67.7%, dok za 2σ je 95.5%.

Tabela 2: Podaci korišćeni za analizu korelacija elemenata u gasu

Ime objekta	Rastojanje [pc]	$(D/H)_{\text{gas}}$ [ppm]	D(Fe)	E(B-V)	Reference
α Vir	80 ± 6	$15.8^{+10.1}_{-5.8}$	$-1.29^{+0.10}_{-0.12}$	0.03	16, 19
λ Sco	216 ± 42	$7.6^{+1.8}_{-1.4}$	-1.64 ± 0.05	0.02	16, 19
β Cen	161 ± 15	11.7 ± 7.5	-1.16 ± 0.11	0.02	16, 19
γ^2 Vel	258 ± 35	21.8 ± 2.1	-1.21 ± 0.11	0.05	16, 20
α Cru	98 ± 6	$12^{+3.6}_{-2.7}$	$-1.30^{+0.14}_{-0.12}$	0.03	16, 20
μ Col	400 ± 70	$6.9^{+6.9}_{-1.8}$	-1.18 ± 0.02	0.02	16, 19
ζ Pup	429 ± 94	14.0 ± 2.3	$-1.28^{+0.17}_{-0.07}$	0.04	16, 19
BD +39 3226	290 ± 70	11.7 ± 3.1	-1.38 ± 0.11	0.05	16, 21
γ Cas	188 ± 20	$9.8^{+2.7}_{-2.3}$	$-1.53^{+0.14}_{-0.18}$	0.08	16, 20
ι Ori	407 ± 127	14.1 ± 2.8	$-1.41^{+0.21}_{-0.16}$	0.07	16, 19, 20
δ Ori	281 ± 65	$7.4^{+1.2}_{-0.9}$	-1.56 ± 0.04	0.09	16, 19
ϵ Ori	412 ± 154	$6.3^{+1.8}_{-1.5}$	$-1.70^{+0.14}_{-0.12}$	0.05	16, 19, 20

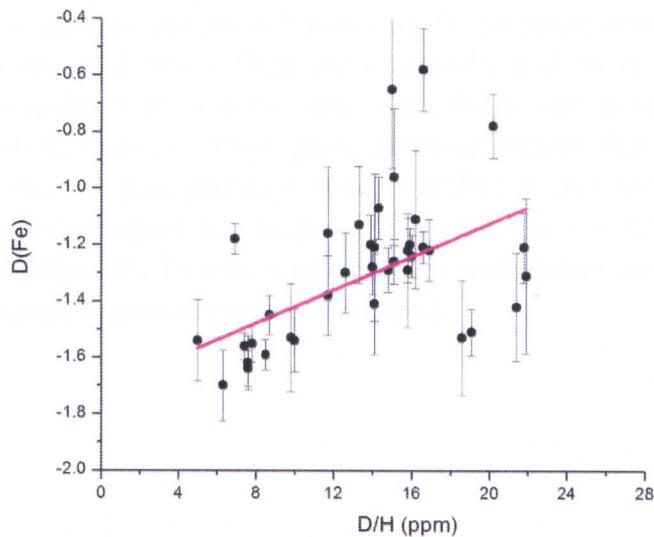
5.3. Rezultati analize podataka

Poređenjem D/H i Fe (podaci su uzeti iz Tabele 3, Linsky at al. 2006) dobja se koeficijent korelacije $r = 0.479$ (Spearman Correlations) (slika 25 a i b). Ova vrednost korelacije je potvrđena i u radu Linsky at al. 2006 i iznosi $r = 0.483$. Koeficijent korelacije je pozitivan ali se ne može doneti siguran zaključak da je povezanost zastupljenosti deuterijuma i gvožđa u gasu zavisna. Razlog za to mogao bi biti sledeći:

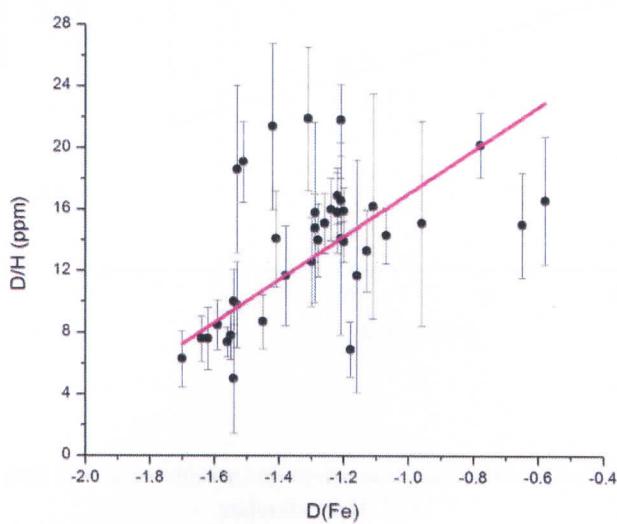
kondenzaciona temperatura za Fe je 1300 K i mnogo je veća od C koja iznosi oko 50K. S obzirom da se za ugljenik vezuje deuterijum, može se očekivati da prilikom međusobnih sudara zrna prašine, radijacijom ili drugim procesima sa kojima će doći do zagrevanja zrna, će se pre odvojiti/osloboditi deuterijum nego gvožđe.

S obzirom da je gvožđe u zrnima veoma otporno na proces raspršivanja prašine, veoma mala vrednost D(Fe) ukazuje na to da se prilikom procesa na zrnu većina ili sav deuterijum odvojio iz zrna. Vrednosti D(Fe) variraju od -1.2 u vrućim difuznim oblacima do -2.2 u hladnim difuznim oblacima (Savage & Sembach 1996; Jenkins 2004). Veoma mala vrednost D(Fe)

ukazuje na to da su zrna prašine prilikom isparavanja deponovala gvožđe i deuterijum nazad u gas. Ako pretpostavimo da je model za trošenje deuterijuma iz gasa na inkorporiranje u zrnima prašine tačan, možda bi onda rezultati koeficijenta korelacije bili bolji ako bi se podaci grupisali u dve grupe. Prema tome trebalo bi vršiti korelaciju između veoma velikih negativnih vrednosti za D(Fe) i niskih vrednosti za D/H. Dok korelaciju malih negativnih vrednosti za D(Fe) treba da radimo sa visokim D/H vrednostima merenja. Ono što se jasno može uočiti sa slike 25 a i b je da povećanjem zastupljenosti odnosa D/H u gasu povećana i koncentracija gvožđa, tj on se manje troši na inkorporaciju u zrnima.

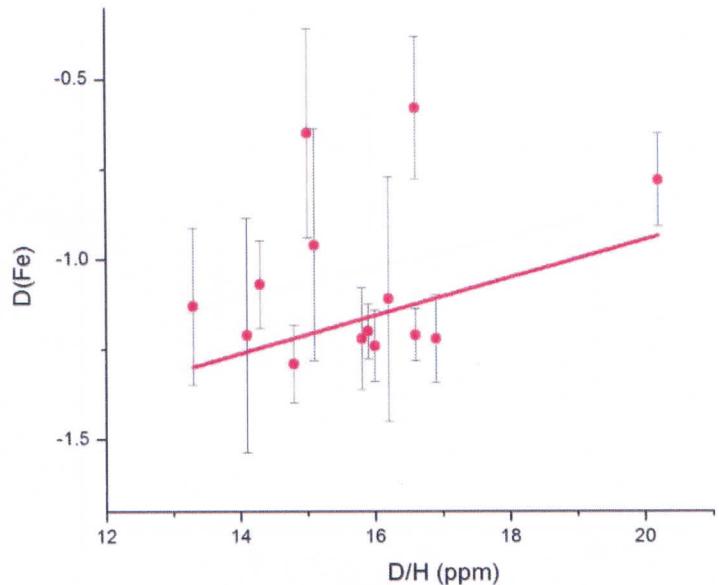


Slika 25a: Pozitivna korelacija između D/H i D(Fe) koja ukazuje na to da se povećanjem zastupljenosti deuterijuma u gasu povećava i zastupljenost gvožđa.

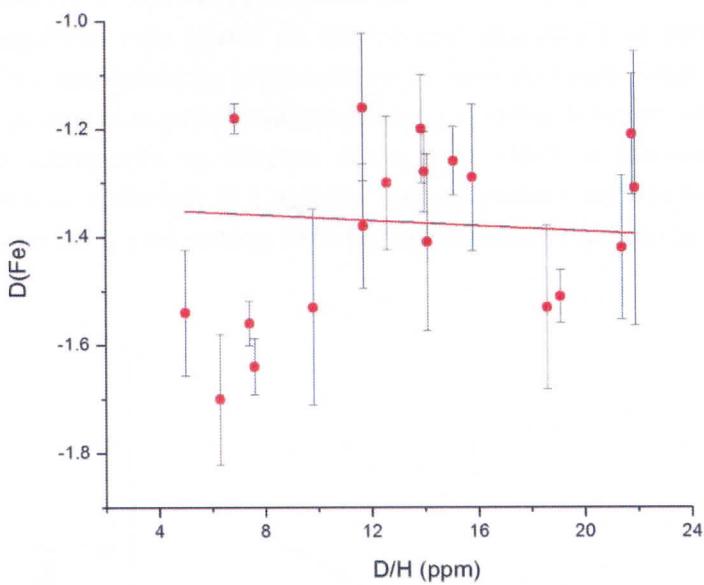


Slika 25b: Grafik obrnutog poređenja vrednosti D(Fe) i D/H.

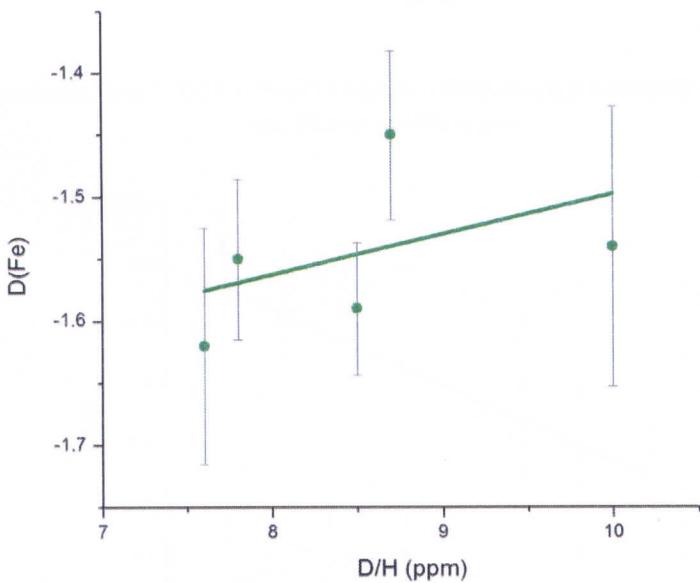
Takođe podatke možemo da posmatramo i po grupama, s obzirom da ne pripadaju istim regionima. Prve dve grupe podataka pripadaju Lokalnom Mehuru. U Prvoj grupi linijska gustina je $\log N(HI) < 19.2 \text{ cm}^{-2}$ i koeficijent korelacije iznosi $r = 0.30$ (slika 26). Može se primetiti da od linijske gustine zavisi vrednost koeficijenta korelacije. Tako da se može pretpostaviti da niža vrednost koeficijenta korelacije je upravo tamo gde je manja koncentracija prašine u regionu. Da ima manje prašine može se zaključiti i iz malih negativnih vrednosti za D(Fe), tj manje gvožđa će se zbog te činjenice inkorporirati u prašinu. Dok je u drugoj grupi gde je linijska gustina $\log N(HI) = 19.2 - 20.7 \text{ cm}^{-2}$, koeficijent korelacije $r = 0.35$ (slika 27). Ovde linija fita ima negativan i blag nagib $k = -0.002$, tako da se ne može doneti pouzdan zaključak kako je u ovoj oblasti situacija bitno drugačija tj da povećanjem D/H u gasu se povećava i potrošnja Fe na inkorporaciju u zrnima. Ovakav rezultata je verovatno posledica velikog broja podataka koji su razbacani po grafiku, ali takođe postoji i mogućnost da se ovde nalazi neka druga vrsta prašine koja ne favorizuje podjednako deuterijum i gvožđe. Treću grupu podataka predstavljaju vrednosti izmerene za lokalni galaktički disk. Linijska gustina je ovde $\log N(HI) > 20.7 \text{ cm}^{-2}$ i ona je veća nego u Lokalnom Mehuru. Koeficijent korelacije za ovu oblast je $r = 0.40$ i kao što možemo zapaziti najveći je (slika 28). To nam implicira da se ovde nalazi najveća količina prašine s obzirom da su i najveće negativne vrednosti za D(Fe).



Slika 26: Korelacija D/H i D(Fe) za objekte koji se nalaze u Lokalnom Mehuru u delu gde je linijsa gustina vodonika $< 19.2 \text{ cm}^{-2}$

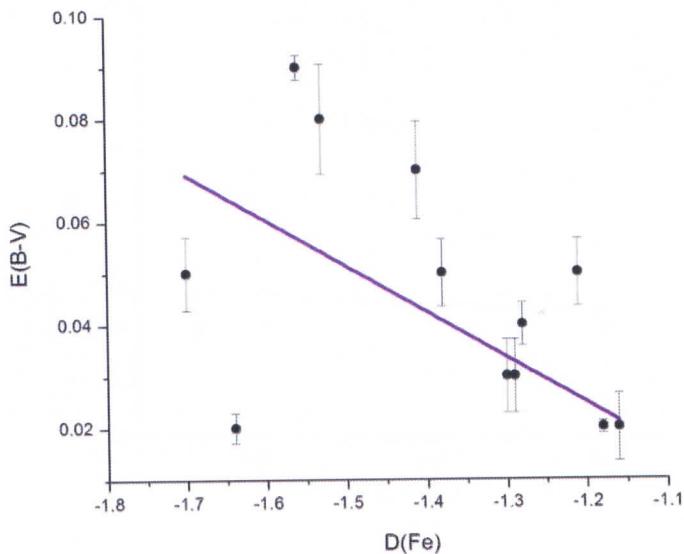


Slika 27: Korelacija D/H i D(Fe) za objekte koji se nalaze u Lokalnom Mehuru u oblasti gde se linijska gustina vodonika kreće od 19.2 do 20.7 cm^{-2} .

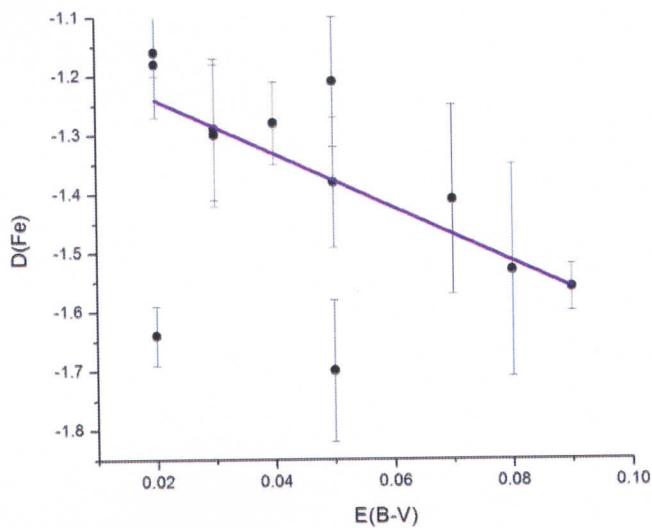


Slika 28: Korelacija D/H i D(Fe) za objekte koji se nalaze u lokalnom galaktičkom disku gde je linijska gustina vodonika $\log N(HI) > 20.7 \text{ cm}^{-2}$.

Sledeća analiza podataka je između $D(\text{Fe})$ i ekstinkcije $E(B-V)$, gde za rezultat imamo antikorelaciјu (slika 29 a i b). Vrednost koeficijenta korelaciјe je $r = -0.49$. Ova vrednost s obzirom da je negativna nam govori da smanjenjem ekstinkcije se povećava zastupljenost gvožđa u gasu. Ova antikorelaciјa je jako dobra jer nam potvrđuje činjenicu da što je manja ekstinkcija u nekoj oblasti to je i manja koncentracija prašine a samim tim gvožđe ima manji potencijal da se inkorporira na zrnima. Kako smo videli u prethodnim rezultatima, u lokalnom galaktičkom disku gde je i najveća linijska gustina, najviše se gvožđa i koristi za inkorporaciju na prašini tj vrednosti za $D(\text{Fe})$ imaju najveću negativnu vrednost.

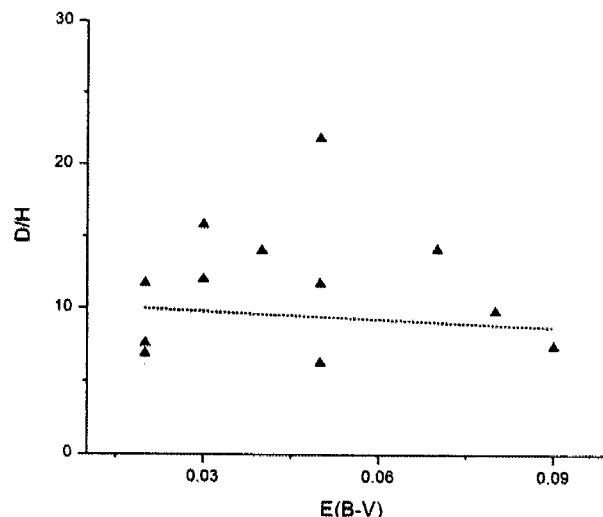


Slika 29a: Antikorelaciјa između $D(\text{Fe})$ i $E(B-V)$ koja je i очekivana, tj povećanjem ekstinkcije smanjuje se zastupljenost gvožђа u gasu.



Slika 29b: Grafik obrnutog poređenja vrednosti $E(B-V)$ i $D(\text{Fe})$.

Rezultati poređenja podataka za D/H i E(B-V) daju koeficijen korelaciјe $r = -0.025$ (slika 30). Ovaj koeficijent korelaciјe je suviše mali kako bi mogao da ukaže na vezu između deuterijuma i prašine. Ovo ukazuje na mogući zaključak da deuterijum mnogo teže ulazi u sastav prašine nego neki drugi refraktorni element, pa samim tim nije dobar za ovaku vrstu korelaciјe. Takođe jedan od problema je jako mali broj podataka sa kojima je vršena ova analiza kao i činjenica da se objekti nalaze na različitim rastojanjima od posmatrača.



Slika 30: Antikorelacija između E(B-V) i D/H je suviše mala kako bi ukazala na njihovu međusobnu vezu, verovatno zbog poređenja podataka iz različitih grupa linijske gustine vodonika, kao i njihove različite udaljenosti.

6. Zaključak

Jedan od glavnih uzroka nehomogenosti u Lokalnom Mehuru je prašina. Iako ona pruža dobro objašnjenje za neke od problema varijacije zastupljenosti D/H i Fe, ipak je neophodno uzeti u razmatranje i druge procese kao što su prilivi materije male metaličnosti iz galaktičkog haloa kao i iz drugih satelitskih galaksija koje orbitiraju oko Mlečnog Puta. Takođe, sem prašine koja uzrokuje da materija u lokalnom međuzvezdanom prostoru ne bude homogeno rasprostranjena, imamo i prisustvo "infall" procesa [33]. Prilivi materije male metaličnosti dovode do toga da varijacije u zastupljenosti nisu specifične za određenu oblast nego se one razlikuju u zavisnosti od objekata koji se posmatraju. Posmatračkim podacima ustanovljeno je da mnogobrojni objekti svojim gasovitim zastupljenostima odstupaju od predviđenih vrednosti za određenu oblast.

Rezultati dobijeni analizom podataka ukazuju nam da povećanjem zastupljenosti deuterijuma u gasu povećava se i koncentracija gvožđa. Može se zaključiti da se Fe manje troši na inkorporaciju u zrnima u oblastima gde je i manja linijska gustina tj gde je manja koncentracija prašine. Kako se bližimo krajevima Lokalnog Mehura koncentracija Fe u gasu opada, a ona je najmanja u lokalnom galaktičkom disku gde se i nalazi najveća koncentracija prašine. Ovakva situacija nije kod deuterijuma, s obzirom da neki objekti imaju veoma visoku vrednost D/H zastupljenosti u oblastima gde se to ne očekuje. Jedan od razloga bi mogao da bude taj što se deuterijum u mnogo većoj meri oslobađa iz zrna prašine nego gvožđe prilikom međusobnih sudara zrna ili sličnih procesa koji dovode do zagrevanja prašine. Takođe potencijalno objašnjenje bi moglo da bude i to da se inkorporacija deuterijuma i gvožđa vrši na različitim mestima u zrnu, poput omotača ili jezgra.

Analizom podataka dobijena je antikorelacija između Fe i ekstinkcije, koja za rezultat daje potvrđan odgovor na pretpostavku, da povećanjem ekstinkcije se smanjuje koncentracija gvožđa u gasu. Ovde možemo zaključiti da prašina ima značajnu ulogu u zastupljenosti Fe u gasu i da je taj trend prisutan kako u Lokalnom Mehuru gde je linijska gustina manja tako i u lokalnom galaktičkom disku gde je linijska gustina znatno veća. Analizom podataka između D/H i ekstinkcije dobija se koeficijent korelacije koji je veoma mali. Može se zaključiti na osnovu takvih rezultata da je jako teško ukazati na vezu između deuterijuma i prašine. Potencijalno obrazloženje za ovakav rezultat bio bi da deuterijum ne ulazi u značajnoj meri u sastav zrna prašine tj ne vrši inkorporaciju prema pretpostavljenim očekivanjima. Takođe postoji mogućnost da se inkorporacija deuterijuma i gvožđa ne vrši na istoj vrsti prašine. S obzirom da je ekstinkcija mnogo izraženija na većim zrnima prašine, postoji mogućnost da se inkorporacija deuterijuma vrši na malim zrnima dok gvožđa na većim. Kao zaključak se nameće da je antikorelacija deuterijuma sa ekstinkcijom na malim zrnima prašine zanemarljiva.

Kako bi rezultati daljih ispitivanja bili konkretniji i precizniji, neophodno je izvršiti više merenja objekata koji se nalaze izvan lokalne sredine. Zbog malog broja podataka validni zaključci za korelacije ekstinkcije sa D/H i Fe se ne mogu u kvalitativnoj meri doneti.

Literatura:

- [1] Eloisa Menegoni, Silvia Galli, James G. Bartlett, C.J.A.P. Martins i Alessandro Melchiorri, “*New Constraints on variations of the fine structure constant from CMB anisotropies*”, *Physical Review D* 80 (8), 19.09.2009.
- [2] E. Komatsu, J. Dunkley, M. R. Nolta et al., “*Five-Year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe Observations: Cosmological Interpretation*”, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 180:330–376, 2009 February
- [3] S. Burles, K. M. Nollett, M. S. Turner, “*Big-Bang Nucleosynthesis: Linking Inner Space and outer Space*”, University of Chicago, 1999.
- [4] Gary Steigman, “*Primordial nucleosynthesis: successes and challenges*”, *International Journal of Modern Physics*, 2005
- [5] James Lequeux “*The Interstellar Medium*”, Springer 2005
- [6] B. T. Draine “*Interstellar Dust Grains*”, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* 2002
- [7] Blair D. Savage, Kenneth R. Sembach “*Interstellar Abundances From Absorption-Line Observations With The Hubble Space Telescope*”, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* 1996. 34:279–329
- [8] Edward B. Jenkins “*Interstellar Atomic Abundances*”, *Carnegie Observatories Astrophysics Series*, Vol. 4, 2003
- [9] Robert D. McClure “*The Carbon And Related Stars*”, *The Royal Astronomical Society of Canada*, Vol. 79, No. 6, 1985
- [10] A.P. Jones “*Depletion patterns and dust evolution in the ISM*”, *Journal of Geophysical Research*, 1999
- [11] Compiegne M. “*Interstellar dust*”, *Astronomical Society of the Pacific*, 2011
- [12] Jones, A. P. “*Dust Destruction Processes*”, *Astrophysics of Dust*, *ASP Conference Series*, Vol. 309, 2004
- [13] B.T. Draine “*Grain destruction in interstellar shock waves*”, To appear in *Shocks in Astrophysics*, ed. T. J. Millar, 1995
- [14] James Guillochon “*Dust Destruction*”, 2008
- [15] B. T. Draine “*Can Dust Explain Variations in the D/H Ratio?*”, *Astrophysics in the Far Ultraviolet*, *ASP Conference Series*, 2004

- [16] Jeffrey L. Linsky, Bruce T. Draine, H. W. Moos et al. “*What is the Total Deuterium Abundance in the Local Galactic Disk*”, The Astrophysical Journal, 647:1106Y1124, 2006
- [17] R. Lallement, B. Y. Welsh, J. L. Vergely, F. Crifo, and D. Sfeir “*3D mapping of the dense interstellar gas around the Local Bubble*, A&A 411, 447–464, 2003
- [18] Neli Kristina Todorović-Vasović, Aleksandra Jesenko “Eksperimentalne vežbe iz fizike”, skripta, Beograd 2009
- [19] Michael E. Van Steenberg, J. Michael Shull “*Galactic interstellar abundance surveys with IUE. II. the equivalent widths and column densities*”, The Astrophysical Journal Supplements Series, 67:225-248, 1988
- [20] Edward B. Jenkins, Blair D. Savage, Lyman Spitzer, Jr “*Abundance of interstellar atoms from ultraviolet absorption lines*”, The Astrophysical Journal, 301:355-379, 1986
- [21] H. Bluhm, O. Marggraf, K.S. de Boer, P. Richter, U. Heber “*ORFEUS II echelle spectra: deuterium and molecular hydrogen in the ISM towards BD+39 3226*”, A&A, 1999
- [22] T. Rauscher, A. Patkós “*Origin of the Chemical Elements*”
- [23] Jeffrey L. Linsky “*The total deuterium abundance in the local Galactic disk: decisions and implications*”, Proceedings IAU Symposium No. 268, 2009
- [24] R. J. Scherrer “*Primordial nucleosynthesis*”, Astronomical & Astrophysical Transactions, 19:3, 367 – 373, 2007
- [25] Daniele Galli, Francesco Palla “*Deuterium chemistry in the primordial gas*”, 2002
- [26] Edward B. Jenkins “*Interstellar Atomic Abundances*”, Carnegie Observatories Astrophysics Series, Vol. 4, 2003
- [27] Blair D. Savage, Kenneth R. Sembach “*Interstellat abundance from absorption-line observations with the Hubble space telescope*”, Annu. Rev. Astron. Astrophys. 1996. 34:279–329, 1996
- [28] Black J. H., Dalgarno A. “*The cosmic abundance of deuterium*”, The Astrophysical Journal, 184:L101-L104, 1973
- [29] Scott Dodelson “*Modern Cosmology*”, Academic Press, 2003
- [30] P. J. E. Peebles “*Principles od physical cosmology*”, Princeton University Press, Princeton, New Jersey, 1993
- [31] A. G. G. M. Tielens “*The Physics and Chemistry of the Interstellar Medium*”, Cambridge University Press, New York, 2005

- [32] Mestrić Uroš “Uticaj prašine na zastupljenost deuterijuma u međuzvezdanoj sredini”, diplomski rad, 2010
- [33] Tijana Prodanović, Brian D. Fields “FUSE Deuterium Observations: A Strong Case For Galactic Infall”, arXiv:0804.3095v2 [astro-ph] 5 Aug 2008

Kratka biografija kandidata:



Kristina Đorđević, rođena 2.7.1986. godine u Zrenjaninu, pohađala je Osnovnu školu "Jovan Cvijić" u istom gradu. Srednju školu "Zrenjaninska gimnazija", prirodno-matematički smer, je završila 2005. godine. Iste godine se upisala na Prirodno – matematički fakultet u Novom Sadu, smer Astronomija sa astrofizikom. Tokom jula meseca 2008. godine, bila je na praksi u Opservatoriji "Ondrejevo" u Pragu, na Stellar departmanu. Četvrtu školsku 2008/2009 godinu u okviru programa "Campus Europae", završila je na Univerzitetu "Opera" u gradu Trento, Italija.

Diplomirala na Prirodno – matematičkom fakultetu 2009. godine sa prosečnom ocenom 9.38 i dobila zvanje diplomirani astronom. Upisla master studije iste godine na smeru fizika – astronomija i astrofizika.

UNIVERZITET U NOVOM SADU
PRIRODNO-MATEMATIČKI FAKULTET

KLJUČNA DOKUMENTACIJSKA INFORMACIJA

Redni broj:

RBR

Identifikacioni broj:

IBR

Tip dokumentacije:

TD

Monografska dokumentacija

TZ

Tip zapisa:

VZ

Tekstualni štampani materijal

Vrsta rada:

VR

Diplomski - master rad

AU

Autor:

MN

Kristina Đorđević, 262M/2009

NR

Jezik publikacije:

JP

srpski (latinica)

Jezik izvoda:

JI

srpski/engleski

Zemlja publikovanja:

ZP

Republika Srbija

Uže geografsko područje:

UGP

Vojvodina

Godina:

GO

2011

Izdavač:

IZ

Autorski reprint

Mesto i adresa:

MA

Prirodno-matematički fakultet, Trg Dositeja Obradovića 4, Novi Sad

Fizički opis rada:

FO

(broj poglavljia/broj strana//broj tabela/broj slika/broj grafika/broj

priloga):(5/47//2/24/8/0)

Naučna oblast:

NO

Fizika

Naučna disciplina:

ND

Astrofizika, Astrohemija

Predmetna odrednica/ ključne reči:

PO

Deuterijum, Ekstinkcija, Prašina

UDK

Čuva se:

ČU

Biblioteka departmana za fiziku, PMF-a u Novom Sadu

Važna napomena:

VN

nema

Izvod:

IZ

U radu je

Datum prihvatanja teme od NN veća:

DP

Datum odbrane:

DO

28.09.2011.

Članovi komisije:

KO

Predsednik:

Dr Milan Pantić

član:

Dr Dušan Mrđa

UNIVERSITY OF NOVI SAD
FACULTY OF SCIENCE AND MATHEMATICS

KEY WORDS DOCUMENTATION

Accession number:

ANO

Identification number:

INO

Document type:

DT

Monograph publication

TR

Type of record:

Textual printed material

CC

Content code:

Final paper - master

AU

Author:

Kristina Đorđević

MN

Title:

Examination of deuterium absorption on dust by analyzing extinction

TI

Language of text:

LT

Serbian (Latin)

LA

Language of abstract:

English

CP

Country of publication:

Republic Serbia

LP

Locality of publication:

Vojvodina

PY

Publication year:

2011

PU

Publisher:

Author's reprint

PP

Publication place:

Faculty of Science and Mathematics, Trg Dositeja Obradovića 4, Novi Sad

Physical description:

5/47//2/24/8/0

PD

Scientific field:

Physic

SF

Scientific discipline:

Astrophysics, Astro-chemistry

SD

Subject/ Key words:

Deuterium, Extinction, Dust

SKW

UC

Holding data:

Library of Department of Physics, Trg Dositeja Obradovića 4

HD

Note:

none

N

Abstract:

In paper

AB

Accepted by the Scientific Board:

ASB

Defended on:

28.09.2011.

DE

Thesis defend board:

DB

President:

Dr Milan Pantić

Member:

Dr Dušan Mrđa

