



UNIVERZITET U NOVOM SADU
PRIRODNO - MATEMATIČKI FAKULTET
DEPARTMAN ZA FIZIKU



**Uticaj prašine na zastupljenost deuterijuma u
međuzvezdanoj sredini**

-diplomski rad-

Mentor: Tijana Prodanović

Kandidat: Uroš Meštrić

Novi Sad, 2010.

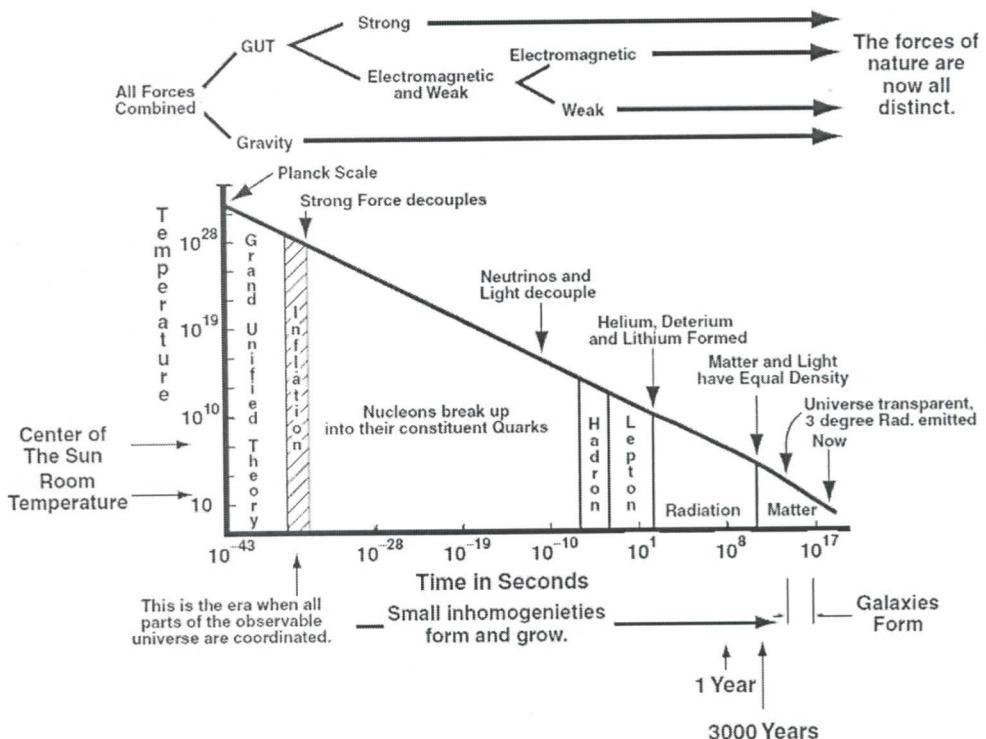
UVOD

Danas je sveopšte prihvaćeno da je deuterijum nastao tokom primordialne nukleosinteze. Od tog vremena se konstantno uništava (troši) unutar zvezda ($D(p,\gamma)^3\text{He}$), iz tog razloga je pogodan za proučavanje nukleosinteze velikog praska, hemijske evolucije galaksija kao i međuzvezdanog prostora. Poznavajući količinu deuterijuma koja je danas prisutna u Kosmosu možemo da procenimo koliko je gasa procesuirano kroz zvezde kao i da predvidimo gustinu bariona tokom nukleosinteze Velikog Praska. Posmatranja kvazara na velikim udaljenstima pružaju nam uvid u gornju granicu zastupljenosti deuterijuma, dok merenjima D/H odnosa u lokalnoj međuzvezdanoj sredini dobijamo vrednosti za donju granicu zastupljenosti. Poredenje ovih vrednosti trebalo bi da nam omogući bolji uvid u hemijsku evoluciju Kosmosa. Problem nastaje kada se podaci koje smo dobili posmatrački (HST, FUSE, Copernicus, IUE) ne poklapaju sa teorijski predviđenim vrednostima. Do skora se verovalo da je materija homogeja rasprostrajena – najnovija posmatranja pokazuju da unutar lokalnog međuzvezdanog medijuma to nije slučaj, jer su uočene velike varijacije u D/H zastupljenosti, kao i u zastupljenostima elemenata poput Fe, Si i O. Trenutno najbolje objašnjenje za primećene varijacije nudi nam uvođenje prašine kao faktora koji je u sebe inkorporirao količinu koja nedostaje. Cilj ovog rada je da se utvrdi da li sve primećene varijacije mogu da se pripisu prašini ili su na delu još neki drugi procesi.

U prvom delu teksta ukratko će biti izložena problematika vezana za deuterijum, drugi deo teksta je posvećen prašini, u trećem delu su tretirani dobijeni posmatrački podaci sa ciljem da se nađe veza između Si, Fe, O i D/H odnosa i pokušaćemo da ustanovimo da li prašina sama može da objasni lokalne varijacije ili je neophodno uzeti u razmatranje i druge procese kao što je prliv materije male metaličnosti iz galaktičkog haloa ili iz drugih satelitskih galaksija koje orbitiraju oko Mlečnog Puta.

1. Nukleosinteza Velikog Praska

Plankovo vreme ili Plankova epoha ($t \sim 10^{-43}$ s), je najraniji trenutak do kog današnja nauka može da dosegne. To vreme prati veoma visoka temperatura $T \sim 10^{32}$ K, kada su četiri danas dobro poznate fundamentalne sile prirode gravitaciona, slaba, elektromagnetna i jaka bile u "savezu" kao jedna (pri takvim uslovima sile gube neke od svojih osnovnih obeležja i ujedinjuju se u jednu). Danas kad bi smo uspeli da ih u teoriji pomirimo i vratimo u savez imali bi smo Konačnu Teoriju (Theory of Everything). Kako se Kosmos dalje razvijao od svojih početnih uslova, gravitacija se izdvaja i počinje da se manifestuje na način koji nam je danas dobro poznat. Sad imamo gravitacionu silu sa jedne strane i veliku ujedinjenu teoriju sa druge strane¹. U vremenskom periodu $t \sim 10^{-35}$ s kad je temperatura dostigla vrednosti $T \sim 10^{28}$ K dolazi do odvajanja jake sile od elektroslabe sile, a kad je starost vaspone dostigla $t \sim 10^{-12}$ s elektroslaba sila se deli na elektromagnetnu i slabu. Ovaj period nazivamo inflaciona epoha. Nakon tog vremena dolaze: kvarkovska epoha, hadronska epoha, leptonska epoha, period nukleosinteze (bitan za ovaj rad), fotonska epoha, period rekombinacije, period rejonizacija [1].



Slika 1. – Grafički prikaz evolucije Kosmosa [2]

Primordijalna (prvobitna) nukleosinteza ($t \sim 1-3$ min) pruža nam mogućnost da ispitujemo Kosmos tokom njegove najranije evolucije. U to vreme Kosmos je sačinjen od: fotona, neutrina (ν), elektrona – pozitrona (e^\pm), zanemarljive količine bariona

¹ Naziv za teoriju koja je uspela da objedini jaku i elektroslabu silu (eng. *Grand Unified Theory*)

(nukleoni) i čestica tamne materije (ovo je još uvek hipoteza). Delovanjem nuklearne i slabe sile na neutrone, protone i e^\pm (npr. $n + p \leftrightarrow D + \gamma$, $p + e^- \leftrightarrow n + \nu_e$) dolazi do nastanka a i do nestajanja deuterijuma i neutrona. Na tako visokim temperaturama $T \geq 3\text{MeV}$ u prostoru gde je odnos nukleona i fotona jako mali zastupljenost složenijih jezgara (D , ^3He , ^4He , ^7Li) je mala u odnosu na broj slobodnih nukleona (protona i neutrona). Neutroni i protoni se konvertuju jedni u druge, ali takođe dolazi i do međusobnih sudara i tom prilikom se stvaraju kompleksna jezgra (deuteron). Kako su gustina i prosečna energija fotona veoma visoke nastali deuteron ne stiže da zahvati novi neutron, proton ili drugo jezgro deuterona kako bi izgradio teže stabilnije jezgro, već biva uništen. Nakon anhilacije e^\pm kad je Kosmos bio star svega nekoliko minuta i sa temperaturom $\sim 80\text{keV}$, kako je postao dovoljno redak stvoreni su uslovi gde dolazi do formiranja deuterona koji bi imao vremena da zahvati dodatni nukleon – nastaju složenija jezgra. Možemo reći da je u ovom kratkom periodu Kosmos bio neka vrsta nuklearnog reaktora. Sad neutroni i protoni brzo počinju da se vezuju da bi formirali jezgra D , ^3H , ^3He , ^4He . Nukleosinteza elemenata počela je spajanjem neutrona i protona u jezgro deuterijuma ($n + p \rightarrow D + \gamma$). Najveći deo nastalog deuterijuma se dalje sintetiše u ^4He (stabilniji od ostalih lakih elemenata), dok mali deo $\sim 10^{-5}$ deuterijuma uspeva da "izbegne" dalju sintezu u helijum, takođe slična količina ^3He uspeva da izbegne dalju sintezu u ^4He . Možemo da zaključimo da je zastupljenost ^4He određena brojem neutrona koji su se nalazili u Kosmosu u to vreme, dok je koncentracija $^7\text{Li} \sim 10^{-10}$ (u odnosu na vodonik). Znači svi elementi teži od litijuma su nastali u zvezdama.

Primordialni reaktor je bio kratkog veka. Kako je temperatura pala ispod $T \leq 30\text{ keV}$ Kulonova barijera naglo prekida sve nuklearne reakcije. Od tad pa sve dok se nije formirala prva zvezda nije stvoreno ni jedno novo jezgro.

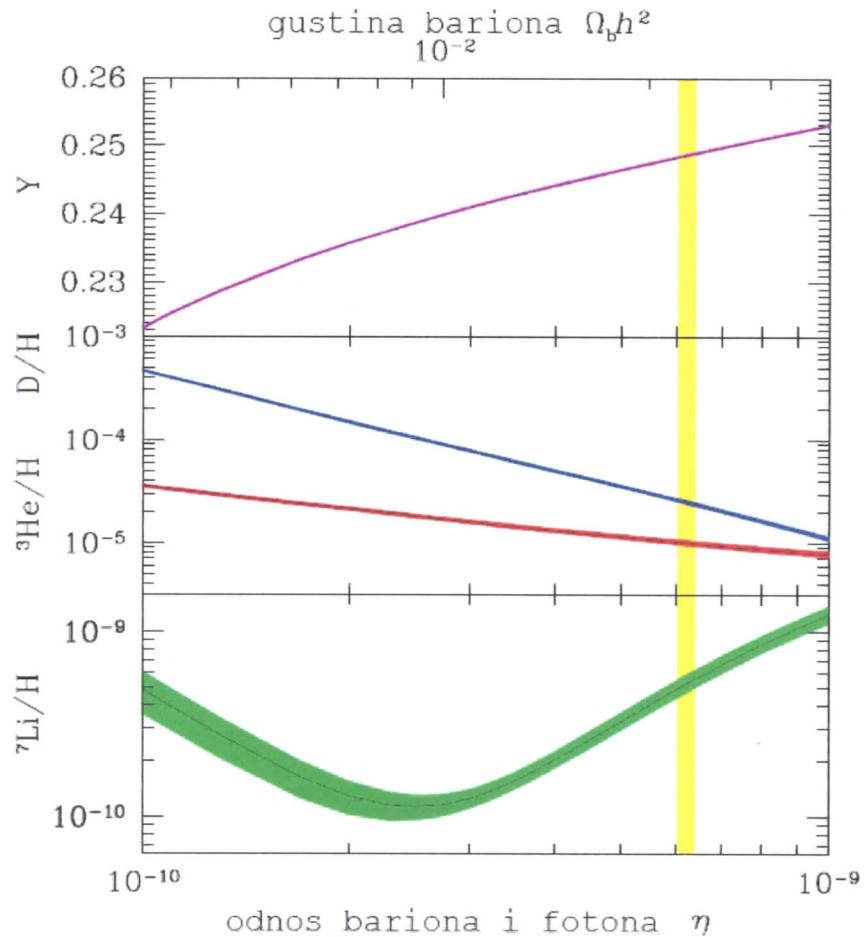
Jedan od načina proučavanja nukleosinteze je merenje preostale zastupljenosti ovih elemenata (naročito D , ^3He i ^7Li) što nam omogućuje ispitivanje uslova i sadržaja Kosmosa u veoma ranoj epohi, drukčije ovaj period bi bio nedostupan našem proučavanju [3].

S druge strane, početna zastupljenost lakih elemenata predviđena od strane standardnog modela nukleosinteze velikog praska zavisi smo od jednog kosmološkog parametra η_B – odnos nukleona i fotona (eng. *baryon density parameter*) koji nam određuje univerzalnu gustinu bariona:

$$\eta_B \equiv n_B / n_\gamma \equiv 10^{-10} \eta_{10}$$

U jednačini n_B predstavlja koncentraciju bariona (protoni i neutroni), a n_γ predstavlja koncentraciju kosmičkih pozadinskih fotona.

Primordialna zastupljenost dobijena iz posmatranja treba da bude u skladu sa vrednošću η_B koja je predviđena standardnim modelom.



Slika 2. – Predviđene vrednosti za D, He, Li u odnosu na H i maseni ideo He (Y_p) u funkciji od η_B . U opsegu $4 < \eta_B < 8$, vrednosti za $Y_p \approx 0.25$ dok se D/H i $^3\text{He}/\text{H}$ kreću u opsegu od $\approx 10^{-4} - 10^{-5}$, a $^7\text{Li}/\text{H}$ se kreće od $\approx 10^{-10} - 10^{-9}$ [4].

Ono što model predviđa prikazano je na slici 2, vidi se da na zastupljenost ^4He slabo utiče (gleđajući log skalu) količina bariona koia se nalazi u Kosmosu (^4He nije dobar bariometar). U slučaju D i ^3He primećujemo da dolazi do značajnog pada zastupljenosti sa porastom η_B . Ponašanje ^7Li je možda i najinteresantnije, za vrednosti $\eta_B < 3$ zastupljenost ^7Li je mala jer lako biva uništen pri sudarima sa protonima. Znači kako η_B raste procesi koji dovode do uništenja brže se odvijaju nego procesi formiranja i beležimo pad $^7\text{Li}/\text{H}$ vrednosti. Sa druge strane za $\eta_B > 3$ ^7Li se sintetiše kao ^7Be u reakcijama $^3\text{He}(\alpha, \gamma) ^7\text{Be}$. Kako je ^7Be stabilniji nego ^7Li samim tim ga je teže uništiti što za posledicu ima povećanje početne zastupljenosti ^7Be . Kasnjom evolucijom kad Kosmos postane hladniji, ^7Be zahvata jedan elektron i beta raspadom dolazi do formiranja ^7Li .

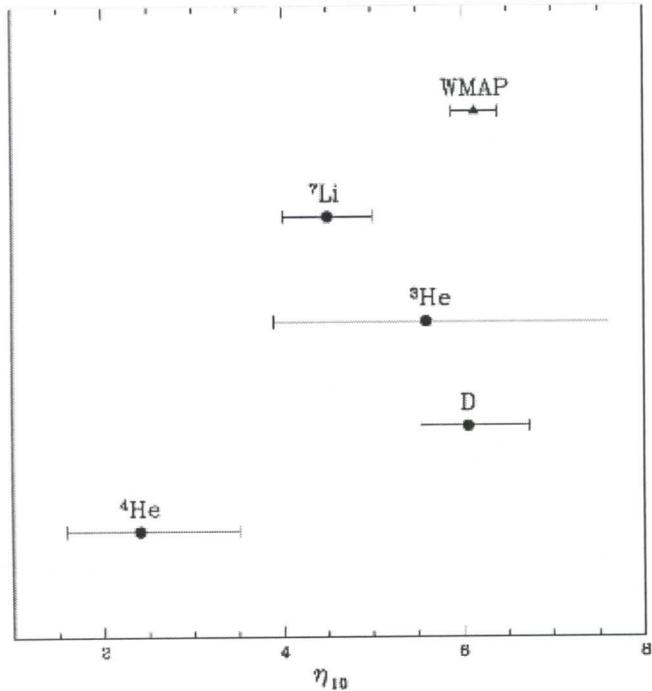
Određivanje parametra η_B vemo je značajno i do njega dolazimo na osnovu podataka o KMP (Kosmička Mikrotalasna Pozadina)² dobijenih merenjima WMAP

² eng. *Cosmic Microwave Background (CMB)*

satelita i merenjem struktura na velikim skalamama³. Merenja sa WMAP satelita ukazuju da je $\eta_{10} = 6,3 \pm 0,3$ što dovodi do sledećih početnih zastupljenosti: $y_D = 2,45 \pm 0,2$; $y_3 = 1,03 \pm 0,04$; $Y_P = 0,2485 \pm 0,0008$; $y_{Li} = 4,67 \pm 0,64$ ($[Li]_P = 2,67 \pm 0,06$)⁴.

Prilikom kombinovanja podataka koji su dobijeni od strane WMAP i LSS dobijaju se vrednosti koje su jako slične predhodnima $\eta_{10} = 6,14 \pm 0,25$, pa imamo sledeće zastupljenosti: $y_D = 2,56 \pm 0,18$; $y_3 = 1,04 \pm 0,04$; $Y_P = 0,2482 \pm 0,0007$; $y_{Li} = 4,44 \pm 0,57$ ($[Li]_P = 2,67^{+0.05}_{-0.06}$) [3 i reference unutar rada].

U slučaju da je standardni model ispravan i primordijalne zastupljenosti su određene bez sistematskih grešaka, gustina bariona određena pomoću merenja D, 3He , 4He i 7Li trebalo bi da se slažu međusobno, kao i sa podacima dobijenim o KMP sa WMAP satelita. Na slici 3. grafički su predstavljene vrednosti za η_{10} dobijene: predviđanjem standardnog modela, usvojenim primordijalim zastupljenostima D, 3He , 4He , 7Li i pomoću WMAP satelita [5].



Slika 3. – Kao što vidimo vrednosti za D se odlično slažu sa onima dobijenim od strane WAMP satelita. Međutim vrednosti za 4He i 7Li se ne slažu međusobom kao ni sa vrednostima D i WMAP. Dok 3He možemo reći da je u saglasnosti sa D i WMAP podacima, a kad uzmemo u obzir i greške može se reći da ima poklapanja i sa 7Li . Zbog velikih grešaka 3He se smatra manje pouzdanim bariometrom nego što je 4He . [5]

³ eng. Large Scale Structure (LSS)

⁴ $y_D \equiv 10^5(D/H)$, $y_3 \equiv 10^5(^3He/H)$, $y_{Li} \equiv 10^{10}(Li/H)$, $[Li] \equiv 12 + \log(Li/H) = 2 + \log(y_{Li})$.

2. Sistem obeležavanja

Pre nego što nastavimo dalje sa razmatranjem problema zastupljenosti deuterijuma kao i mogućih rešenja valjalo bi na početku ukratko objasniti notaciju koja se najčešće koristi u ovoj oblasti astrofizike – kosmologije. Određivanjem međuzvezdane zastupljenosti elemenata dobijaju se bitne informacije o galaksijama, zvezdama i ostalim objektima, kao što su hemijski sastav, evolucija datog objekta, fizički uslovi itd. Elementi u međuzvezdanom medijumu se uglavnom nalaze u dve faze: gasovita i čvrsta (prašina).

$N(X)$ predstavlja broj čestica određenog elementa koji se nalazi unutar cilindrične zapremine koja se nalazi između posmatrača i posmatranog objekta – *linijska gustina*⁵. Prilikom proučavanja međuzvezdane sredine uzima se da je prečnik cilindra 1cm². Vrednost $N(X)$ je slična $N(XI)$ ili $N(XII)$, u zavisnosti da li je jonizacioni potencijal neutralnih atoma veći ili manji od 13,6eV. Za neutralni vodonik dobijamo da se određuje kao $N(H) = N(HI) + 2N(H_2)$. Zastupljenost nekog elementa X u gasu u odnosu na vodonik je:

$$(X/H)_g = N(X)/N(H)$$

gde se (g) odnosi na gas. Prihvaćen je standardni logaritamski sistem označavanja koji se koristi u zvezdanoj astrofizici $[X/H] \equiv \log(X/H)_g / \log(X/H)_c$.

U literaturi, linearna zastupljenost nekog elementa X u prašini označava se kao $\delta(X)$, a računa se:

$$\delta(X) = (X/H)_g / (X/H)_c$$

gde se (c) odnosi na kosmičku ili solarnu zastupljenost. Logaritamska zastupljenost se definiše kao $D(X) = [X/H]$ ($D(X)$ nekog elementa nam govori koliko je zastupljen u prašini). Ako imamo da je $\delta(X) = 1$ ili $D(X) = 0$, tada kažemo da je gasna zastupljenost nekog elementa X u međuzvezdanoj sredini jednaka kosmičkoj ili solarnoj zastupljenosti. Za neki element kažemo da je zastupljen u prašini ako je $\delta(X) < 1$. Za elemente koji imaju malu zastupljenost u prašini vrednosti se kreću od $0,3 < \delta(X) < 1$, dok elementi čija je zastupljenost velika imaju vrednosti npr. $\delta(X) = 0,001$. Pošto se smatra da se količina određenog elementa koja nedostaje u gasu nalazi u prašini definisana je linearna zastupljenost nekog elementa X u prašini i logaritamska zastupljenost elementa X u prašini.

$$(X/H)_d = (X/H)_c - (X/H)_g$$
$$\log(X/H)_d = \log \left\{ (X/H)_c - (X/H)_g \right\}$$

⁵ eng. *Column density*

Zastupljenosti elemenata koji u velikoj meri ulazi u sastav čestica prašine (nizak $(X/H)_g$), bliske su kosmičim ili solarnim zastupljenostima [6].

Da bi se lakše shvatio značaj izmerenih vrednosti gasnih zastupljenosti elemenata u međuzvezdanoj sredini, treba izmeriti ukupnu (gas + prašina) zastupljenost elemenata u prvoj materiji (populacija I). Kako to nije moguće izmeriti, u tu svrhu koriste se solarne vrednosti kao referentne ili čak vrednosti dobijene posmatranjem HII regiona, B zvezda, F i G zvezda, vrednosti za navedene objekte su predstavljene u tabeli 1.

Tabela 1. Zastupljenost atoma X elemenata na milion H atoma (ppm)				
Element	B zvezde	F i G zvezde	Sunce	HII regioni
Ugljenik (C)	190±77	358±82	245.4±30	398.11
Azot (N)	64.7±34.2	?	60.2±8.9	77.62
Kiseonik (O)	350±133	445±156	457±44.2	588.84
Magnezijum (Mg)	23±7	42.7±17.2	33.9±7.9	?
Silicijum (Si)	18.8±8.9	39.9±13.1	32.4±3.1	?
Gvožđe (Fe)	28.5±18	27.9±7.7	28.2±3.4	3,89

Vrednosti za B zvezde, F i G zvezde uzete su iz [7], solarne vrednosti su uzete iz [8], dok su vrednosti za HII region uzete iz [6]. Pokazalo se da solarne vrednosti nisu dobra zamena za ukupnu zastupljenost elemenata u međuzvezdanom prostoru, pa se pribeglo traženju boljih referentnih vrednosti. Sofia et al. (1994) [9] okreće se ka zvezdama B tipa (mlade zvezde), dok Snow & Witt (1996) [10] ukazuju još i na diskove F i G zvezda. Kako i ove nove vrednosti imaju svojih nedostataka, za pravim – pouzdanim referentnim vrednostima još uvek se traga. Tako da ćemo u daljem tekstu kao što je i običaj uzimati solarne vrednosti za referentne.

3. D kao najpouzdaniji bariometar – zastupljenost D u Kosmosu

Od ponuđena četiri laka jezgra (D , 3He , 4He , 7Li) koja su se sintetisala tokom nukleosinteze velikog praska u razmerama značajnim za astrofiziku, evolucija deuterijuma izgleda najprostija, što ima za posledicu da se koristi kao najpouzdaniji bariometar. Razlozi su ti što je evolucija deuterijuma najjednostavnija: kako gas kruži kroz zvezde (stvarajući teže elemente) deuterium se neprekidno troši⁶ (pri tome nastaje 3He). Kao posledicu ovakve evolucije imamo situaciju da će nam rezultati posmatranja na bilo kom mesti u Kosmosu i bilo kom vremenu u toku njegove evolucije, biti ne veći od početne (primordijalne) zastupljenosti, dakle $(D/H)_{OBS} \leq (D/H)_P$ – merićemo donju granicu zastupljenosti deuterijuma. Posmatranja mladih sistema – objekata, za koje smatramo da imaju malu metaličnost ili onih sa velikim crvenim pomakom, ukazuju nam da je u takvim objektima veoma malo gasa "prerađeno" unutar zvezda, što nam pruža mogućnost da merimo zastupljenosti deuterijuma koje su bliske početnim vrednostima $(D/H)_{OBS} \rightarrow (D/H)_P$.

U post – BBN Kosmosu količina deuterijuma koja je prošla kroz zvezde jednaka je $f_D = (D/H)_P / (D/H)$. Dok faktor $1/f_D$ određuje količinu deuterijuma koja nikad nije prošla kroz zvezde. Znači tokom zvezdane nukleosinteze, kako metaličnost (Z) nekog sistema raste, zastupljenost deuterijuma bi trebala da opada te na osnovu toga, ako zanemarimo količinu deuterijuma koja je vezana u prašini, posmatrane vrednosti D/H i Z trebale bi biti obrnuto сразмерne.

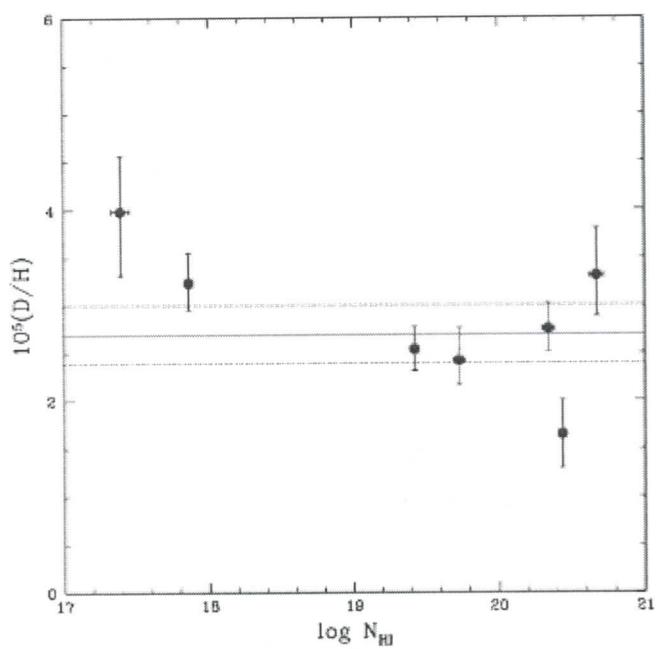
3.1 Primordijalna zastupljenost D

Zastupljenost deuterijuma u početnim uslovima je određena poređenjem $N(HI)$ i $N(DI)$ linijskih gustina dobijenih iz posmatranja pozadinskog UV zračenja koje prolazi kroz gas⁷. U potrazi za početnim vrednostima bitni podaci su dobijeni posmatranjem kvazara na velikim rastojanjima male metaličnosti⁸. Na slici 4. prikazane su zastupljenosti deuterijuma u sedam QSOALS. Prosečna vrednost tih zastupljenosti omogućava nam da proračunamo primordijalnu vrednost deuterijuma i dobijeno je da ona iznosi $y_{DP} \equiv 10^5 (D/H)_P = 2,7 \pm 0,2$. Za dobijenu vrednost y_{DP} zastupljenost bariona procenjena je na $\eta_{10} = 6 \pm 0,3$. S druge strane vrednost η_B koja je dobijena merenjima KMP iznosi $\eta_{10} = 6,1 \pm 0,2$ odakle proističe da je $y_{DP} = 2,6 \pm 0,1$ što je u odličnoj saglasnosti sa vrednostima dobijenim od strane QSOALS [11].

⁶ Tokom svog života zvezde u svojoj unutrašnjosti putem reakcija fuzije sagorevaju prostije elemente i tom prilikom dolazi do formiranja složenijih. Dok se koncentracija težih elemenata kako vreme prolazi povećava, sa deuterijumom to nije slučaj, koncentracija deuterijuma se smanjuje što je Kosmos stariji (procesi koji dovode do uništavanja deuterijuma su mnogo efikasniji nego procesi koji dovode do njegovog stvaranja).

⁷ Imamo oblake prašine koji se nalaze na velikim udaljenostima (izvan naše galaksije) u pozadini se nalaze objekti poput kvazara, tom prilikom svetlost koja sa kvazara prolazi kroz oblake prašine biva apsorbovana zahvaljujući nastalim linijama (Lajman – α šuma) dolazimo do podataka za $N(HI)$ i $N(DI)$.

⁸ eng. *QSO Absorption Line Systems (QSOALS)*

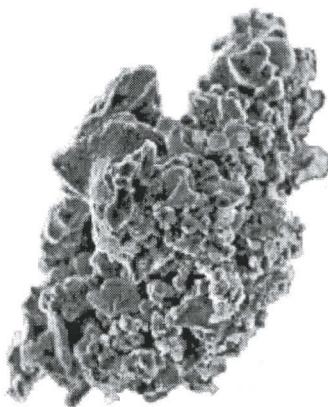


Slika 4. – Grafički prikaz zastupljenost D u odnosu na H, određena na osnovu posmatranja kvazara male metaličnosti na velikim crvenim pomacima, u funkciji od HI linijske gustine. Posmatrano je sedam QSOALS [11]

Prašina

4. Prašina u međuzvezdanoj sredini

U predhodnom tekstu smo se susreli sa prašinom u međuzvezdanoj sredini. U ovom delu detaljnije ćemo se pozabaviti ovim problemom ističući značaj i uticaj prašine prilikom određivanja zastupljenosti elemenata u Kosmosu.



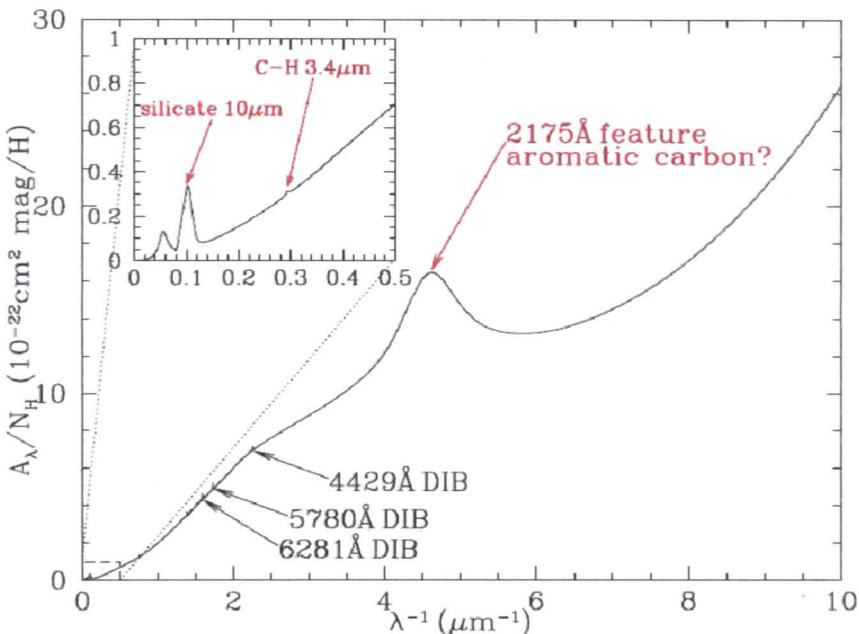
Slika 5. – Izgled čestice prašine.

Iako je prošlo 80 godina odkako je sa sigurnošću potvrđeno postojanje prašine u Kosmosu (Trumpler 1930), mnoga pitanja su ostala otvorena vezana za njenu prirodu. Skoro sve informacije koje smo prikupili o međuzvezdanoj prašini potiču od interakcije sa elektromagnetskim zračenjem (apsorbcija, emisija i rasejanje). Postoji dosta različitih astronomskih pojava koje nam ukazuju na postojanje prašine u Kosmosu i zahvaljujući njima u stanju smo da dođemo do bitnih saznanja o njenom sastavu i poreklu.

Prvi dokazi koji su ukazivali na postojanje prašine bili su:

- apsorbcija i rasejanje – čestice prašine prouzrokuju crvenilo i prigušenje svetlosti koja dolazi sa udaljenih zvezda.
- zavisnost prigušenja od talasne dužine (ekstinkcije) zvezdane svetlosti – kriva ekstinkcije slika 6. [12, 13]. Kriva ekstinkcije sadrži linije pomoću kojih smo u stanju da odredimo karakteristike prašine. Osnovne karakteristike ove krive su: i) jaka i široka linija na 217,5 nm, pripisuje se supstancama u kojima su zastupljeni elemenati kao što su C, Mg, Si ili Fe, ii) linije na 9,7 μm i 18 μm pripisuju se silikatima, odsustvo fine strukture u profilu linije ukazuje na amorfnu strukturu, iii) slaba apsorpciona linija na 3,4 μm uočena u difuznim oblacima koja je pripisana C–H vibracionim modama u alifatičnim ugljovodonicima, iv) takođe može se primetiti oko ~ 200 slabih ali uočljivih spektralnih linija – difuzne međuzvezdane linije (eng. *diffuse interstellar bands* – *DIBs*) valjalo bi

napomenuti da 86 godina nakon njihove prve detekcije ni jedna do danas nije identifikovana



Slika 6. – Kriva ekstinkcije [12]

- refleksione magline – oblaci prašine koji se nalaze u blizini sjajnijih zvezda, tako da zvezdana svetlost reflektovana od strane prašine čini oblak vidljivim.
- infracrvena emisija čestica prašine koje su zagrevane od strane zvezdane svetlosti

Takođe imamo dosta astrofizičkih fenomena koji nam omogućuju indirektne informacije o postojanju čestica prašine:

- utvrđeno je da zastupljenost mnogih elemenata (gotovo svih) u odnosu na H je manja nego ona koja je izmerena na Suncu. Postoje iaki dokazi da je uzrok ove pojave ugrađivanje jona različitih elemenata u čestice prašine.
- prisustvo molekularnog vodonika (H_2) u različitim delovima međuzvezdane sredine čija zastupljenost prevazilazi predviđenu.
- polarizacija zvezdane svetlosti od strane međuzvezdane prašine

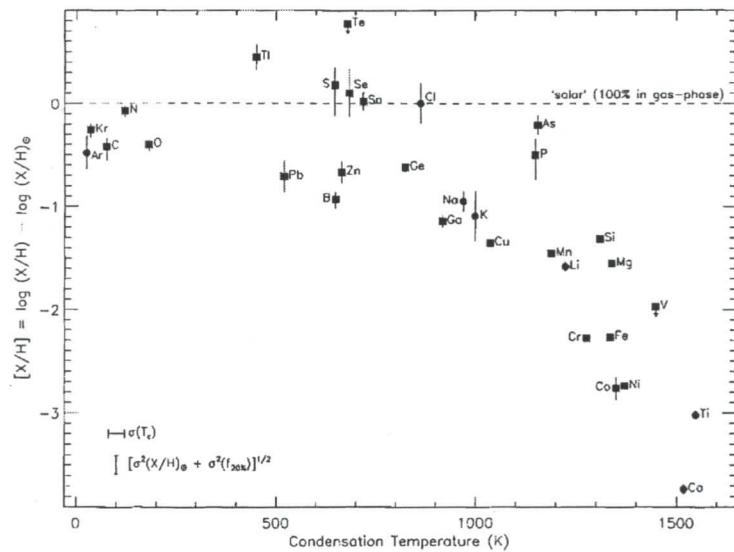
Uočene varijacije u gasovitoj zastupljenosti elemenata dobro se mogu objasniti ako uzmemo u obzir da se količina koja nedostaje nalazi u sklopu čestica prašine. Određivajem ukupne međuzvezdane zastupljenosti elemenata kao što su Fe, Si, Mg i C, kao i onog dela koji se nalazi u gasu, možemo proceniti koliki će deo svakog elementa biti zarobljen u česticama.

4.1 Sastav i građa međuzvezdane prašine

Razumevanje evolucije međuzvezdane materije je od veoma velikog značaja. Da bi mogao da bude izgrađen dobar model prvo treba znati sa kakvom materijom se susrećemo i kakvog je sastava. Ovde nastaje problem jer trenutna situacija je takva da nije moguće sve činjenice do kojih dolazimo posmatranjem uklopliti u jedan jedinstveni model. Najšire prihvaćeno mišljenje je da u sastav prašine ulaze najčešće elementi poput Fe, Si, Mg, C i O, stim da od ukupne količine u gasu Mg, Si i Fe ulaze skoro u celosti (i do 99%) dok ugljenika biva zarobljeno do 2/3 od njegove ukupne količine i oko 20% kiseonika (O)⁹. Do ovih zaključaka došlo se detektovanjem linija na $9,7 \mu\text{m}$ (Si-O stretching mode) i $18 \mu\text{m}$ (O-Si-O bending mode) koje se pripisuju amorfnim silikatima i linije na 217,5nm koja se pripisuje ugljeničnim materijalima (grafit) [14]. Na osnovu dosadašnjih posmaračkih podataka i modela ustanovljeno je da elementi koji ulaze u sastav prašine mogu da se razvrstaju, po zastupljenosti (u odnosu na broj H atoma), u četiri grupe:

- elementi kao što su C i O čine osnovnu grupu (zastupljenost $\geq 300 \text{ ppm}$)
- srednju grupu po zastupljenosti čine Mg, Si i Fe (zastupljenost $\sim 30 \text{ ppm}$)
- zatim imamo Na, Al, Ca i Ni (zastupljenost $\sim 3 \text{ ppm}$)
- i elementi u tragovima su K, Ti, Cr, Mn, Co, S ($\sim 0,1 - 0,3 \text{ ppm}$)

Primećeno je da zastupljenost nekog elementa u prašini zavisi i od njegove temperature kondenzacije (T_c) slika 7. Temperatura kondenzacije definisana je kao, temperatura na kojoj 50% nekog elementa pređe iz gasovite u čvrstu fazu (čestice prašine) [6, 7, 15].



Slika 7. – Zastupljenost u gasovitoj fazi u funkciji od temperature kondenzacije za međuzvezdani oblak Ζ Oph. Podaci sa GHRS¹⁰ su obeleženi kvadratičima dok su kružićima podaci sa Copernicus satelita [6].

⁹ Drugi modeli mogu se naći u radu B.T Draine astro-ph/0008150v1 9. Aug 2000.

¹⁰ eng. The Goddard High-Resolution Spectrograph (GHRS)

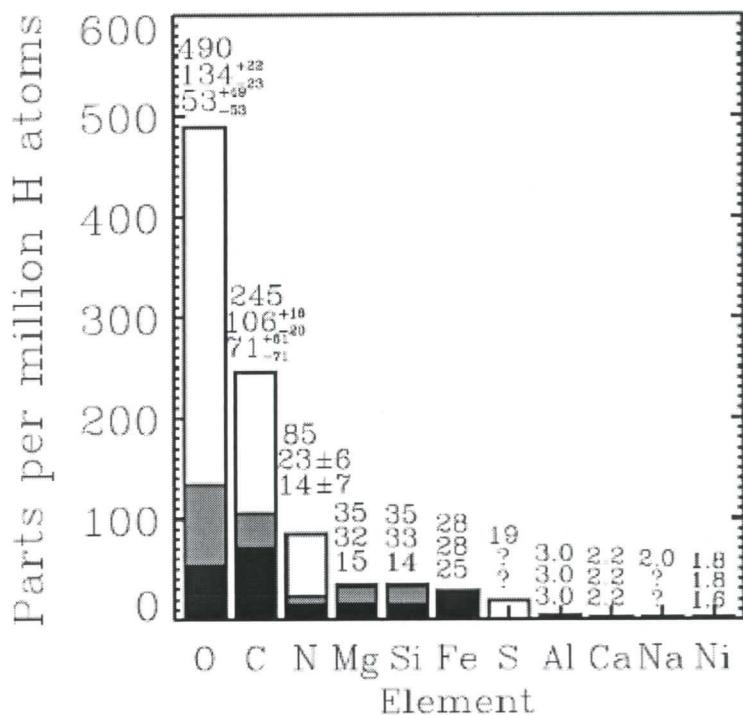
Treba naglasiti da su svi elementi koji se nalaze u međuzvezdanoj sredini podeljeni u dve grupe: elementi koji su otporni na visoke temperature (eng. *refractory elements*) u ovu grupu ulaze elementi sa visokom T_c i elementi koji nisu otporni na visoke temperature (eng. *less refractory elements*) – elementi sa niskom T_c . Usled ovakve podele elemenata smatra se da čestice prašine prilikom nastajanja prvo formiraju jezgra koja su sačinjena od elemenata sa visokom T_c i to u vidu piroksena $[(\text{Mg},\text{Fe})\text{SiO}_3]$ i olivina $[(\text{Mg},\text{Fe})_2\text{SiO}_4]$ tabela 2, mada se pretpostavlja da određen deo Mg i Fe je zarobljen u vidu MgO , FeO , Fe_2O_3 i Fe_3O_4 , dok u sastav omotača ulaze elementi sa nižim T_c [16,17,18] slika 8.

Tabela 2. Vrste čestica za koje se smatra da ulaze u sastav prašine¹¹

Material	C	O	Mg	Si	Al	Ca	Fe	Ni
Grain Cores								
C,PAH,HAC,...	71	-	-	-	-	-	-	-
MgFeSiO_4 olivine	-	52	13	13	-	-	13	-
CaMgSiO_4 monticellite	-	8	2	2	-	2	-	-
Fe_2O_3 hematite	-	18	-	-	-	-	12	-
Al_2O_3 corundum	-	4.5	-	-	3	-	-	-
Ni_2O_3 dinickel trioxide	-	2.4	-	-	-	-	-	1.6
Illustrative Core Total	71	85	15	15	3	2	25	1.6
Observed Core Total ^d	71^{+61}_{-71}	53^{+49}_{-53}	15	14	3.0	2.2	25	1.6
Grain Mantles								
C,PAH,HAC,...	35	-	-	-	-	-	-	-
$\text{Mg}_{0.9}\text{Fe}_{0.1}\text{SiO}_3$ pyroxene	-	57	17	19	-	-	2	-
Illustrative Mantle Total	35	57	17	19	-	-	2	-
Cores + Mantles								
C,PAH,HAC,...	106	-	-	-	-	-	-	-
silicates	-	117	32	34	-	2	15	-
other	-	24	-	-	3	-	12	1.6
Illustrative Core + Mantle Total	106	142	32	34	3	2	27	1.6
Observed Core + Mantle Total ^d	106^{+16}_{-20}	134^{+22}_{-23}	32	33	3.0	2.2	28	1.8

¹¹ Sve vrednosti u tabeli su u ppm u odnosu na vodonik, za detaljnije informacije pogledati; B. T. Draine "Interstellar Dust", arXiv:astro-ph/0312592v1 22 Dec 2003.





Slika 8. – Sastav čestica prašine. Razmatrani su samo elementi čije su solarne zastupljenosti iznad 10^{-6} . Kolika je zastupljenost nekog elementa u: jezgrima čestica ilustrovana je crnom bojom na histogramu, spoljašnjim slojevima (omotač) ilustrovana je sivom bojom na histogramu a količina elemenata koja se nalazi slobodna u gasovitoj formi ilustrovana je belom bojom na histogramu (visina ovog histograma ujedno i predstavlja ukupne vrednosti). [19].

4.2 Nastanak i poreklo međuzvezdane prašine

Poznato je da zvezde raznim eksplozivnim aktivnostima koje se dešavaju na njihovoј površini (zvezdani vetrovi) oslobođaju materiju u okolini prostora. Materija koja je oslobođena od strane crvenih džinova bogatih kiseonikom u sebi sadrži silikatne čestice, dok sa hladnih ugljeničnih zvezda sadrži ugljenične čestice kao i SiC. Omotači koje zvezde odbacuju u poslednjim stadijumima evolucije takođe sadrže prašinu (planetarne magline). Pojave koje nazivamo nove takođe mogu da dovedu do nastanka prašine (ovaj doprinos je jako mali).

Određen deo prašine potiče od strane eksplozija supernovih (SN), iako se one uvrštavaju u faktore koji podstiču razaranje prašine. Čestice nastale u supernova eksplozijama otkrivene su u nekim meteoritima, pa čak i infracrveni spektri ostataka supernovih ukazuju na formiranje prašine. Međutim količine prašine koje nastaju ovim procesom su male npr. Tip II SN 1987a procenjuje se da je proizvela $< 8 \times 10^{-4} M_{\odot}$ (procenjuje se da na svakih 100 god. dolazi do eksplozije SN). Poređenja radi jedna planetarna maglina procenjeno je da proizvede oko $2 \times 10^{-3} M_{\odot}$, s tim da do nastanka planetarne magline dolazi jednom u ≈ 3 godine. Treba imati na umu i to da čestice

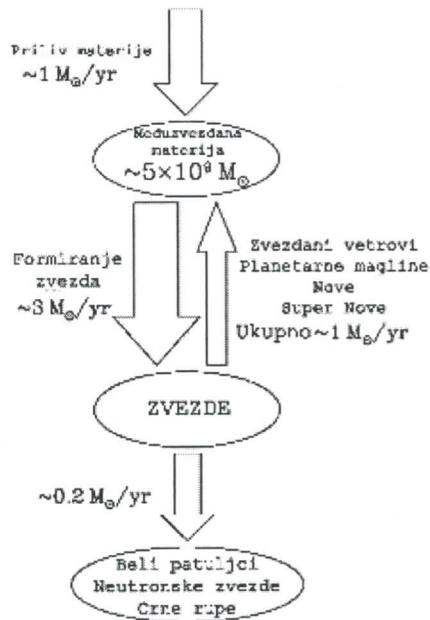
prašine prilikom SN eksplozije idu jako velikom brzinom ($\sim 10^3 \text{ km s}^{-1}$) pri čemu može doći do sudaranja sa drugim česticama što dovodi do njihove erozije.

Kako još uvek nisu dobro poznati fenomeni koji dovode do stvaranja prašine procene iz tabele 3. ne treba uzimati kao konačne. Takođe postoji mogućnost da postoje neki faktori koji utiču na produkciju prašine, a da još uvek nisu poznati ili dovoljno istraženi. Na kraju kad se sve sumira dolazimo do zaključka da je mali deo prašine koju detektujemo zvezdanog porekla (nastala tokom evolucije zvezda), odnosno većina prašine je nastala u međuzvezdanom prostoru [12].

Tabela 3. Doprinos prilikom stvaranja gasa i zvezdane prašine

Gas M_\odot/god	Prašina M_\odot/god	Zvezdani izvor
0.4	0.002	Planetarne magline ($\sim 0.3/\text{god}$)
0.5	0.0025	Crveni džinovi – superdžinovi, zvezdani vetrovi
0.06	<0.0001?	OB, WR i drugi topli/vreli zvezdani vetrovi
0.25	0.0002?	Sne (1/100 god, $\sim 10^{-2} M_\odot$ prašina/SN?)
0.01	0.00001	Nove (1/100 god, $\sim 10^{-7} M_\odot$ prašina/nova?)
~ 1.2	~ 0.005	\sum Svi izvori

Slika 9. šematski prikazuje na koji način i pomoću kojih procesa materija u međuzvezdanoj sredini kruži. Masa međuzvezdanog gasa u Mlečnom Putu procenjena je na $\sim 5 \times 10^9 M_\odot$, jedan deo se nalazi u atomskom a drugi u molekularnom obliku. Kako se gas konvertuje u zvezde brzinom od $\sim 3 M_\odot$ godišnje, kad ne bi bilo stalnih izvora gasa, međuzvezdana materija bi se "istrošila" u relativno kratkom vremenskom periodu od $\sim 5 \times 10^9 M_\odot / (3 M_\odot \text{ god}^{-1}) \approx 1,7 \times 10^9$ godina. Posmatranja pokazuju da to nije slučaj usled postojanja gore navedenih izvora [12].



Slika 9. – Grafički prikaz evolucije materije u međuzvezdanoj sredini [12]

4.3 Faktori koji utiču na oslobađanje elemenata iz prašine

Procese koji dovode do uništavanja – stvaranja čestica i molekula možemo svrstati u dve osnovne grupe: procesi koji se odvijaju u gasovitim fazama i procesi koji se odvijaju na površinama čestica. Procesi koji se odvijaju na površini čestica su od veoma velike važnosti ali nisu najbolje objašnjeni (migracija atoma i molekula sa površine jedne na drugu česticu, koeficijent slepljivanja, efikasnost odpuštanja). Sa druge strane gasni procesi su dobro objašnjeni i sumirani su u tabeli 4 [20].

Tabela 4.		
radijativno vezivanje asocijativni zahvat formiranje na površini čestice	$A+B \rightarrow AB + h\nu$ $A^- + B \rightarrow AB + e^-$ $A + B:\check{c} \rightarrow AB + \check{c}$	formiranje veza
neutral- neutral jon – molekul razmena nanelektrisanja	$A + BC \rightarrow AB + C$ $A^+ + BC \rightarrow AB^+ + C$ $A^+ + BC \rightarrow A + BC^+$	pregrupisavanje
fotodisocijacija razaranje udarom elektrona razaranje udarom druge čestice	$AB + h\nu \rightarrow A + B$ $AB^+ + e^- \rightarrow A + B$ $AB + M \rightarrow A + B + M$	razaranje

Materija koja se nalazi u prašini prelazi u gas prilikom sudara sa fotonima, drugim česticama prašine, gasom, kosmičkim zračenjem. Treba napomenuti da svaka vrsta interakcije ne dovodi do totalnog uništenja prašine. Interakcije odnosno mehanizmi koji su od najvećeg značaja su oni koji vraćaju materiju u gasovito stanje. Kad ne bi dolazilo do ovakvih procesa, životni vek čestica (τ_d) bio bi jednak vremenu koje je potrebno da se formira zvezda (τ_{SF}): $\tau_d = \tau_{SF} \approx M_{ISM}/SFR^{12} \approx 2 \times 10^9$ godina.

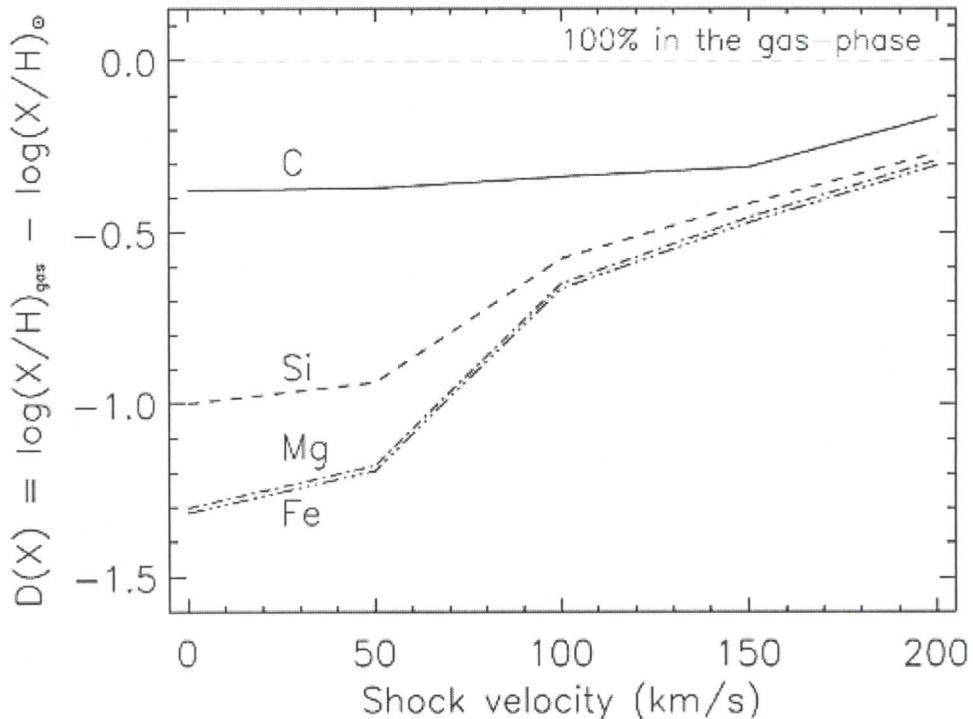
- Interakcije između fotona i čestica prašine za krajnji ishod mogu da imaju različite slučajeve u zavisnosti od energije fotona i hemijskog sastava površine čestice. Fotoni slabe energije (IC i radio) slabo interaguju sa česticama jer je njihova talasna dužina veća od prečnika same čestice. Fotoni vidljive svetlosti i UV mogu biti ili apsorbovani ili rasejani. Fotoni sa energijama $> 5\text{eV}$ mogu lako da odstrane atome sa površine čestica prašine [21,22].
- Glavni mehanizam koji dovodi do uništavanja čestica prašine je sudar sa jonima (gas) velike brzine ($\geq 50\text{km/s}$) u sredinama velike gustine. Naziv za sudar gas – čestica je raspršivanje (eng. *sputtering*). Uslovi za ovakve sudare se obično javljaju u oblastima koje su bile izložene uticajima udarnih talasa nastalih SN eksplozijom. Da bi raspršivanje bilo efikasno brzina udarnog talasa mora biti $\geq 30\text{km/s}$. Razlog je što se vezivna energija na površini čestica kreće od $\sim 1\text{--}5\text{eV}$ u zavisnosti koji su elementi u pitanju. Postoje dve vrste raspršivanja: i) termalno ($v_{\text{gas}} \gg v_{\text{prašina}}$) – kako je temperatura udarnog talasa proporcionalna sa v_u^2 (brzina udarnog talasa), termalno raspršivanje se manifestuje tek pri udarnim talasima čije

¹² eng. *Star Formation Rate SFR* (brzina formiranja zvezda)

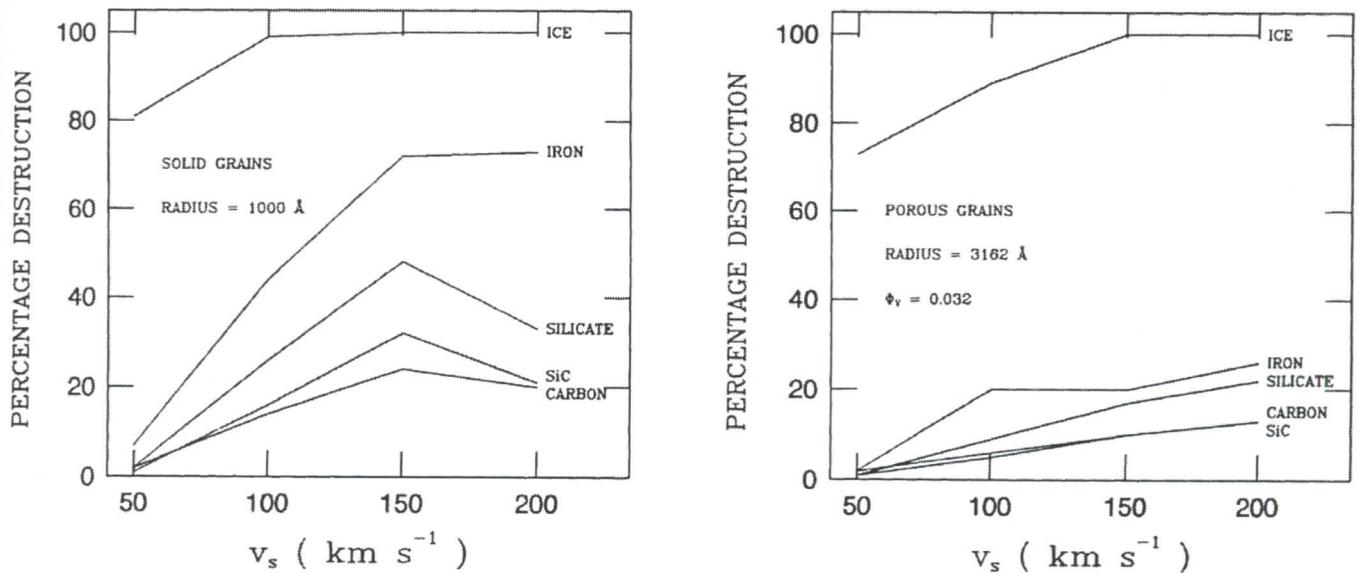
su brzine $v_{ut} \geq 150$ km/s, ii) ne-terminalno ($v_{gas} \ll v_{dust}$) – procesi koji dovode do raspršivanja ispoljavaju se pri brzinama $v_{ut} = 50 - 150$ km/s [21,22].

- Sudari između dve čestice imaju bitnu ulogu prilikom oslobađanja elemenata u gasovitu fazu. Takođe može da dođe i do raspršivanja (eng. *shattering*) usled interakcije čestica – čestica, u tom slučaju dolazi samo do preraspodele mase čestice na više manjih. U zavisnosti od brzine čestica prilikom sudara imamo različite scenarije. Pri brzinama ~ 1 m/s dolazi do "spajanja" u veće čestice (mada ovako nastale čestice nisu kompaktne), ~ 20 m/s čestice se odbijaju jedna od druge bez većih posledica. Kad je reč o većim brzinama od 100m/s pa do 1km/s čestice se raspadaju na manje komponente, dok one koje imaju brzine ≥ 20 km/s mogu da prouzrokuju oslobađanje materije u vidu gasa [21,22].

Koji će proces da dominira prilikom uništavanja prašine zavisi od njenog sastava i brzine udarnog talasa. Dominantan proces, za slabe udarne talase (50km/s) su interakcije između samih čestica, pa ipak samo 1% čestica biva uništen. Za jake udarne talase (>200 km/s), raspršivanje dominira prilikom uništavanja čestica u kombinaciji sa termalnim raspršivanjem (koje efikasno utiče na manje čestice) [17, 21, 22]. Količina uništenih čestica u ovim procesima prelazi 50%, slike 10 i 11.



Slika 10 – Udeo elemenata u prašini u zavisnosti od brzine udarnog talasa [14]

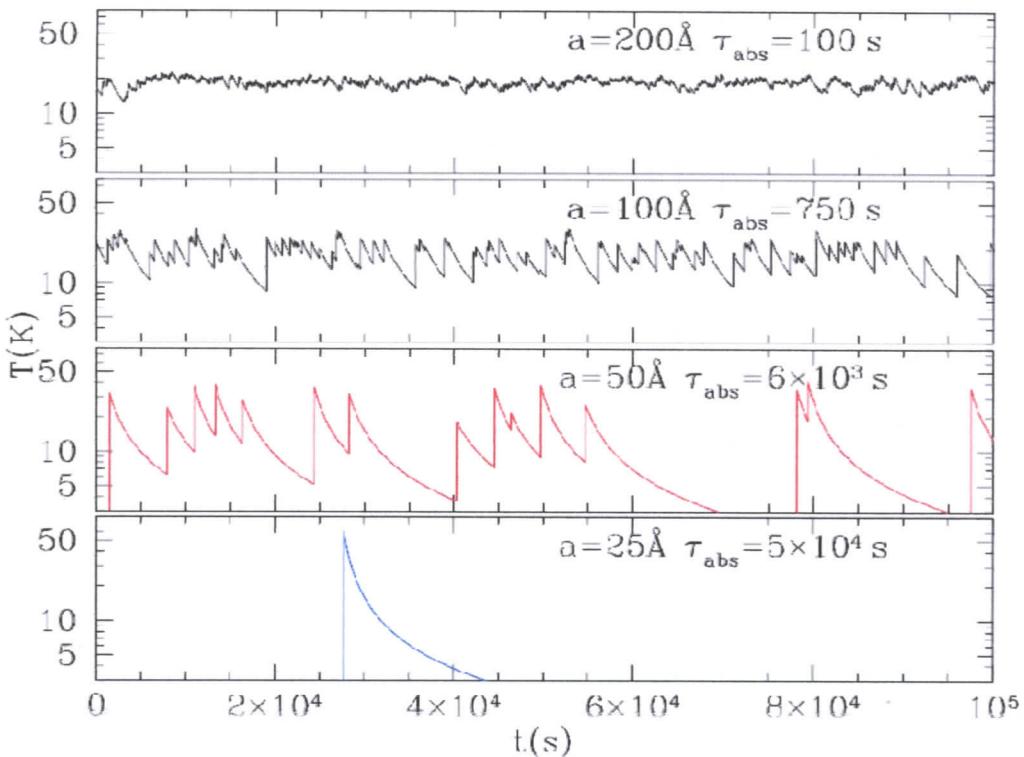


Slika 11 – Čestice koje su testirane svrstane su u dve grupe čvrste i porozne u čiji sastav ulaze silikatni – ugljenični materijali, gvožđe i led. Rezultati u slučaju čvrstih čestica ukazuju da se ledene čestice veoma lako razaraju i pri najslabijim udarnim talasima. Značajan procenat razaranja > 70% pokazale su čestice gvožđa. Ova pojava se objašnjava velikom masenom gustinom gvožđa, kao i time da su im brzine veće za 15% – 30% u odnosu na druge čestice. U slučaju poroznih čestica očekivano čestice leda su se opet pokazale kao najmanje otporne na udarne talase, dok su ostale vrste čestica pokazale znatno manji procenat razaranja (pogotovo čestice gvožđa). Detaljna ispitivanja razaranja čestica, njihovog sastava i građe mogu se naći u A. P Jones et. Al. 1994 [23, 24].

4.4 Policiklični aromatični ugljovodonici (Polycyclic Aromatic Hydrocarbon PAH)

Detektujući, 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 $11,3 \mu\text{m}$ u međuzvezdanom prostoru koje se uvek javljaju zajedno, u oblastima gde očekivana temperatura prašine nije dovoljna da prouzrokuje emisiju na pomenutoj talasnoj dužini, infracrveni astronomski satelit (IRAS) je pružio dokaz za postojanje velikih molekula u Kosmosu. U početku su ove linije nazvane neidentifikovane infracrvene linije¹³ iz razloga što se nije znalo kojim česticama da se pripisu. Ubrzo je ustanovljeno da se radi o aromatičnim molekulima, molekuli koji sadrže 20 – 100 C atoma. Ovakve čestice (molekuli) mogu biti trenutno zagrejane do visokih temperatura, zbog njihovog ograničenog toplotnog kapaciteta. Takve čestice otpuštaju toplotu emisijom u srednjem IC delu spektra slika 12.

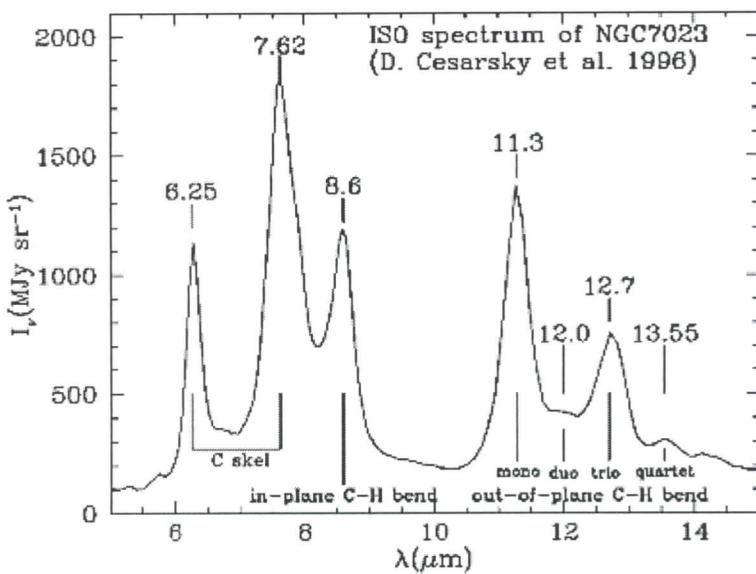
¹³ eng. *Unidentified Infrared Bands (UIR)*



Slika 12. — Čestice prašine su zagrevane tako što apsorbuju fotone (zvezdanog porekla). Manji deo energije apsorbovanog fotona odlazi na luminiscenciju ili izbacivanje elektrona, dok se veći deo troši na zagrevanje. Na slici su prikazane simulirane vrednosti za četiri veličine čestica (a) koje su bile izložene zračenju kojem su izložene čestice u međuzvezdanom prostoru. τ_{abs} označava vremenski period koji treba da prođe da bi došlo do nove apsorpcije. Vidimo da u slučaju većih čestica prilikom apsorpcije zračenja ne dolazi do značajnijih promena temperature zbog njihovog velikog toplotnog kapaciteta tako da možemo da prepostavimo da je temperatura većih čestica konstantna u vremenu. Situacija se menja kako idemo ka česticama manjih dimenzija, pa tako imamo da čestice sa $a < 50 \text{ \AA}$ bivaju zagrejane do znatno viših temperatura [13].

Kako se saznalo o kojim molekulima je reč njihove linije su nazvane aromatičnim infracrvenim linijama¹⁴, dok su molekuli danas poznati pod nazivom Policiklični Aromatični Ugljovodonici (PAH). PAH molekuli sastoje se od ugljenikovih atoma koji imaju šestougaonu rešetkastu strukturu i nalaze se u različitim stanjima: neutralni, jonizovani, hidrogenizovan, dehidrogenizovani. Mnoge emisione magline (HII regioni, planetarne magline) kao i refleksione magline pokazuju emisiju u $3 - 15 \mu\text{m}$ regionu mnogo jaču nego što je očekivano od čestica zagrevanih od strane okolnog zračenja. Veliki deo ovog zračenja skoncentrisan je u gore već pomenutim najintenzivnijim linijama ovog tipa $3,3 \mu\text{m}$ (koja nije prikazana na spektru), $6,2 \mu\text{m}$, $7,7 \mu\text{m}$, $8,6 \mu\text{m}$, $11,3 \mu\text{m}$, $12,7 \mu\text{m}$ kao i u slabijim linijama na $3,4 \mu\text{m}$, $3,5 \mu\text{m}$, $5,25 \mu\text{m}$, $5,65 \mu\text{m}$, $6 \mu\text{m}$, $6,9 \mu\text{m}$, $10,5 \mu\text{m}$, $11 \mu\text{m}$, $12 \mu\text{m}$, $12,7 \mu\text{m}$, $13,6 \mu\text{m}$, $14,2 \mu\text{m}$, i $16,4 \mu\text{m}$ slika 13 (za detaljnije informacije o spektrima PAH molekula pogledati [26]).

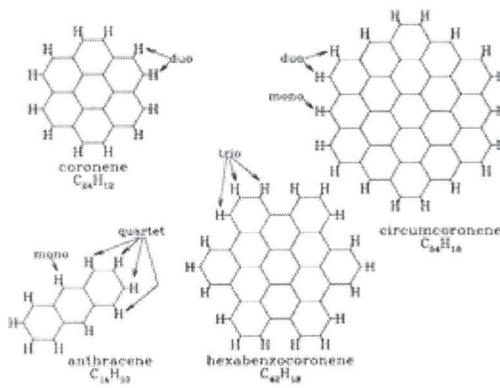
¹⁴ eng. *Aromatic Infrared Bands (AIR ili AIB)*



Slika 13. – PAH emisione linije u opsegu $5\text{ }\mu\text{m}$ - $15\text{ }\mu\text{m}$ – refleksiona maglina NGC 7023 [25]

Koja će linija nastati smatra se da je povezano sa brojem vodonikovih atoma koji su vezani na krajevima ugljenikovih atoma. Drugačije rečeno, kada se vodonikov atom zakači na kraj aromatičnog prstena, dobijamo odgovarajuće emisione linije. Pa stoga imamo:

- C-H vibracioni spektar na $3.3\text{ }\mu\text{m}$,
- C-C vibracioni spektar na $6.2\text{ }\mu\text{m}$
- C-C vibracioni spektar na $8.6\text{ }\mu\text{m}$
- C-H vibracioni spektar na $8.6\text{ }\mu\text{m}$ nastao usled promena ugla između dve veze
- C-H vibraciona spektralne linije čije talasne dužine zavise od broja susednih H atoma, a nastaju usled vibracija atoma unutar i izvan ravnih:
 - $11.3\text{ }\mu\text{m}$ za jedan H atom
 - $12\text{ }\mu\text{m}$ za dva H atoma
 - $12.7\text{ }\mu\text{m}$ za tri H atoma
 - $13.55\text{ }\mu\text{m}$ za četiri H atoma (slika 14).



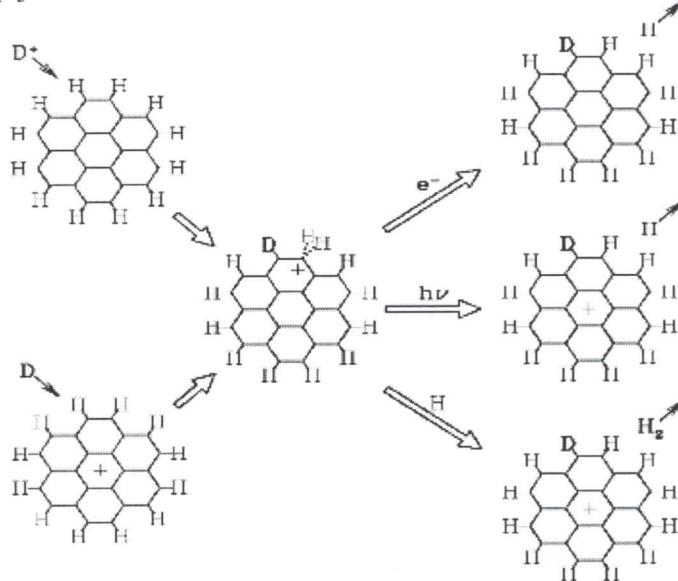
Slika 14. – Strukture PAH molekula. Kakav će se spektar PAH molekula dobiti zavisi od broja H atoma vezanih za jedan C atom [25]

4.5 Deuterijum u PAH česticama ?

Smatra se da je najveći deo D atoma u sklopu PAH čestica. Ova vrsta čestica je favorizovana od strane D atoma jer su stabilnije i imaju više H atoma po molekulu od drugih čestica. H i D imaju istu elektronsku strukturu, što znači da imaju iste hemijske osobine ali je C-D veza malo jača od C-H veze, zbog niže energije nulte tačke¹⁵. Stoga kako vreme bude prolazilo PAH čestice postajaće sve bogatije D atomima (PAD) slika 15. Kako je razlika u vezivnoj energiji između C-D i C-H mala [27], to ukazuje da se obogaćivanje čestica deuterijumom odvija na niskim temperaturama. Za sada je poznato oko četiri različita procesa koja utiču na obogaćivanje čestica deuterijumom:

- Obogaćivanje PAH molekula odvija se prilikom ion – molekul reakcija u sredinama gde je $T < 50K$
- Omotači PAH čestica bivaju obogaćeni deuterijumom u gustim međuzvezdanim oblacima usled hemijski procesa između atoma u gasu i čestica
- Usled delovanja UV i kosmičkog zračenja na molekule HDO, NH₂D, CH₂DOH
- Takođe obogaćivanje se odvija fotodisocijacijom molekula

Da bi se ovi procesi ozbiljnije razmatrali moraju zadovoljavati sledeće uslove: i) D ili D⁺ prilikom prilaska čestici ima značajnu verovatnoću ugrađivanja u česticu ii) D koji biva ugrađen ne sme biti odstranjen od strane H ili H⁺. U slučaju da nisu ovi uslovi zadovoljeni zastupljenost D u česticama će biti mala.



Slika 15. – Primeri reakcija koje dovode do obogaćivanja PAH molekula sa D. Sudarom D⁺ i neutralnog PAH molekula (slučaj u gornjem levom ugлу) ili D i PAH⁺ (donji levi ugao), stvara se hidro-PAH katjon, sa dva H atoma vezanim sa jednim C atomom. Nakon toga nadolazeći novi atom H reaguje sa jednim od dva H atoma koji su vezani za jedan C atom, tom prilikom se formira H₂. Naravno i drugi slučajevi su mogući [27]

¹⁵ Energija nulte tačke (eng. *Zero Point Energy*) je najniža moguća energija koju neki kvantno mehanički fizički sistem može da poseduje.

Deuterijum u Lokalnom Mehuru

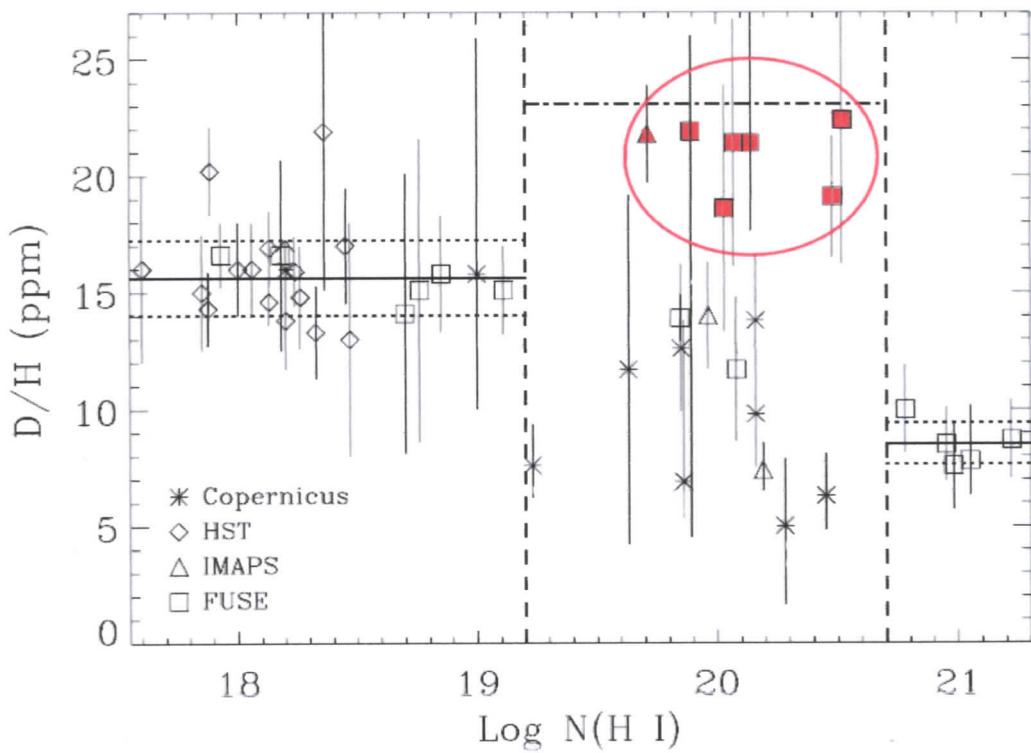
5. Lokalna međuzvezdana zastupljenost

U početku se pretpostavljalo da je gas na rastojanjima oko 2 kpc od Sunca homegen, bez većih varijacija u zastupljenosti elemenata. Sa posmatračkim podacima koji su dobijeni sa raznih satelita (Copernicus, IUE, HST i FUSE) došlo se do zaključka da je istina sasvim drugačija. Na slici 16. prikazane su D/H vrednosti u funkciji od HI linijske gustine merene za 47 posmatranih linija polja u krugu od 2kpc. Rezultati su ukazivali da se oblast unutar Lokalnog Mehura (LM) može podeliti na dva regiona, region gde su vrednosti $\log N(\text{HI}) < 19,2 \text{cm}^{-2}$, dok bi drugi region bio u opsegu $\log N(\text{HI}) = 19,2 - 20,7 \text{ cm}^{-2}$ [28]. Podaci takođe ukazuju na postojanje i trećeg regiona, ali on se nalazi izvan LM, reč je o lokalnom galaktičkom disku čija je granica na $\log N(\text{HI}) > 20,7 \text{ cm}^{-2}$. Uzimajući u razmatranje dobijene rezultate došlo se do sledećih zaključaka:

- u regionima gde su vrednosti $\log N(\text{HI}) < 19,2 \text{cm}^{-2}$, što odgovara udaljenostima od oko 100pc, D/H vrednosti su konstantne $15,4 \pm 0,4 \text{ppm}^{16}$.
- $\log N(\text{HI}) = 19,2 - 20,7 \text{ cm}^{-2}$, ovaj region karakterišu primetne varijacije u zastupljenostima deuterijuma, vrednosti za D/H variraju u opsegu od $\approx 6 \text{ppm}$ pa sve do $\approx 22 \text{ppm}$.
- Za razliku od prethodna dva regiona, vrednosti za D/H u lokalnom galaktičkom disku, gde je $\log N(\text{HI}) > 20,7 \text{ cm}^{-2}$, karakterišu veoma niske D/H vrednosti $\approx 8,6 \text{ppm}$.

Ovakve varijacije u zastupljenostima mogu se objasniti ako prepostavimo da određena količina ovih elemenata ulazi u sastav prašine koja se nalazi u međuzvezdanom prostoru. U krajnjem slučaju šta god da je pravo objašnjenje za ovako velike varijacije zastupljenosti D u lokalnoj sredini, očigledno je da materija u lokalnoj sredini nije homogena (kao što se pretpostavljalo).

¹⁶ eng. *parts per milion (ppm)* – u našem slučaju označava broj atoma deuterijuma na milion vodonikovih atoma.



Slika 16. – D/H vrednosti vs. N(H I) linjiska gustina za 47 objekata. Vertikalne isprekidane linije razgraničavaju obiecte koii se nalaze unutar Lokalnog Mehura i obiecte koii se nalaze u graničnim oblastima. Pune horizontalne linije označavaju srednje D/H vrednosti za datu oblast, a isprekidane označavaju grešku u vrednosti od $\pm 1\sigma$ oko srednie vrednosti. Grupa obiekata markirana crvenom bojom ima povišene D/H zastupljenosti. [28].

6. Podaci i analiza podataka, diskusija, zaključak

6.1 Podaci i analiza podataka

Vrednosti, N(HI), N(DI), N(FeII), N(SIII) i (O/H), korištene u ovom radu dobijene su pomoću FUSE, HST, IUE i Copernicus satelita, a preuzete su iz [28] i referenci navedenih u tim radovima. Svi posmatrani objekti se nalaze unutar 2kpc od Sunca, osim HD 191877 i HD 90087. Treba napomenuti da su ovo trenutno najpouzdanije vrednosti kojima se raspolaze. Podaci za N(HI) i N(DI) dostupni su za svih 47 posmatranih objekata, vrednosti (O/H) i N(FeII) dostupne su za 30 posmatranih objekata, dok su vrednosti za N(Si) dostupne za samo 21 posmatrani objekat.

Svi podaci su statistički obrađivani u programu OriginPro 8. Polazeći od pretpostavke da ispitivani elementi ulaze u istu vrstu prašine i da se oslobođaju iz nje prilikom istih spoljašnjih uticaja (npr. eksplozija SN), očekivano je da postoji neka linearna korelacija među sledećim elementima D(Fe) vs (O/H), D(Si) vs O/H, (D/H) vs (O/H) i D(Fe) vs D(Si). Odredivši linearни fit za poredene elemente računat je koeficijent korelacije (r). Računanje fita i koeficijenta korelacije (r) sa obe greške po x i y osi zahteva složenije numeričke metode, a kako je cilj bio da se račun pojednostavi odučili smo se za sledeći pristup. Vrednosti koje koristimo su nezavisne veličine, pa je formula za kombinovanje grešaka:

$$\sigma(Y) = \sqrt{\left(\frac{\partial Y}{\partial x}\right)^2 \sigma^2(x) + \left(\frac{\partial Y}{\partial y}\right)^2 \sigma^2(y)}$$

Gore je pomenuto da je očekivana veza između ispitivanih podataka linearna te imamo:

$$y = bx + a$$

Dakle y greške su uvećane za vrednosti x grešaka tako što smo sad računali novu ukupnu y grešku (σ_y) kao:

$$\sigma_{yx}^2 = b^2 \sigma_{xm}^2$$

$$\sigma_y = \sqrt{\sigma_{yx}^2 + \sigma_{ym}^2} = \sqrt{b^2 \sigma_{xm}^2 + \sigma_{ym}^2}$$

gde je σ_{yx} grešaka y zbog greške x, σ_{ym} i σ_{xm} su greške dobijene usled merenja, a b je nagib linearног fita.

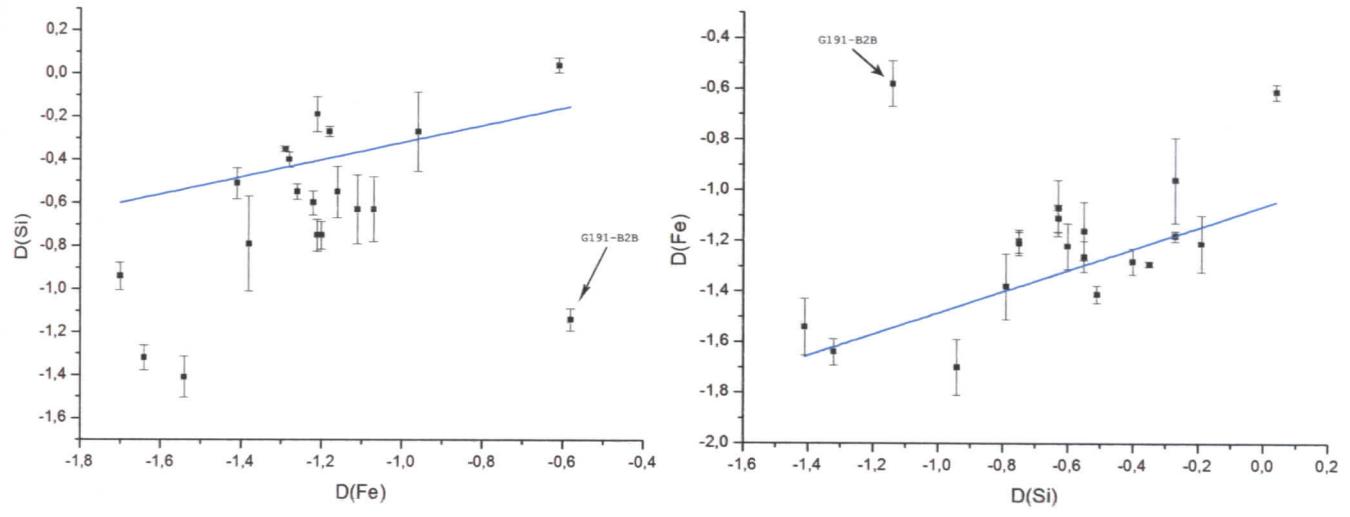
Pošto smo odredili kako ćemo tretirati greške, koeficijent korelacije za vrednosti X i Y smo određivali na sledeći način: i) prvo je urađen linearni fit ali bez uzimanja u obzir grešaka za x i y, odatle dobijamo parametar b , ii) zatim nađemo ukupnu grešku σ_y ,

iii) na kraju fitujemo X, Y, σ_y i odredimo r_{xy} koeficijent. Ovaj postupak opet uradimo ali sad X vrednosti stavljamo na y osu, a Y vrednosti na x osu. Tako da ćemo imati dva koeficijenta korelacije r_{xy} i r_{yx} , čijim usrednjavanjem dobijamo konačnu vrednost r .

6.2 Rezultati i diskusija

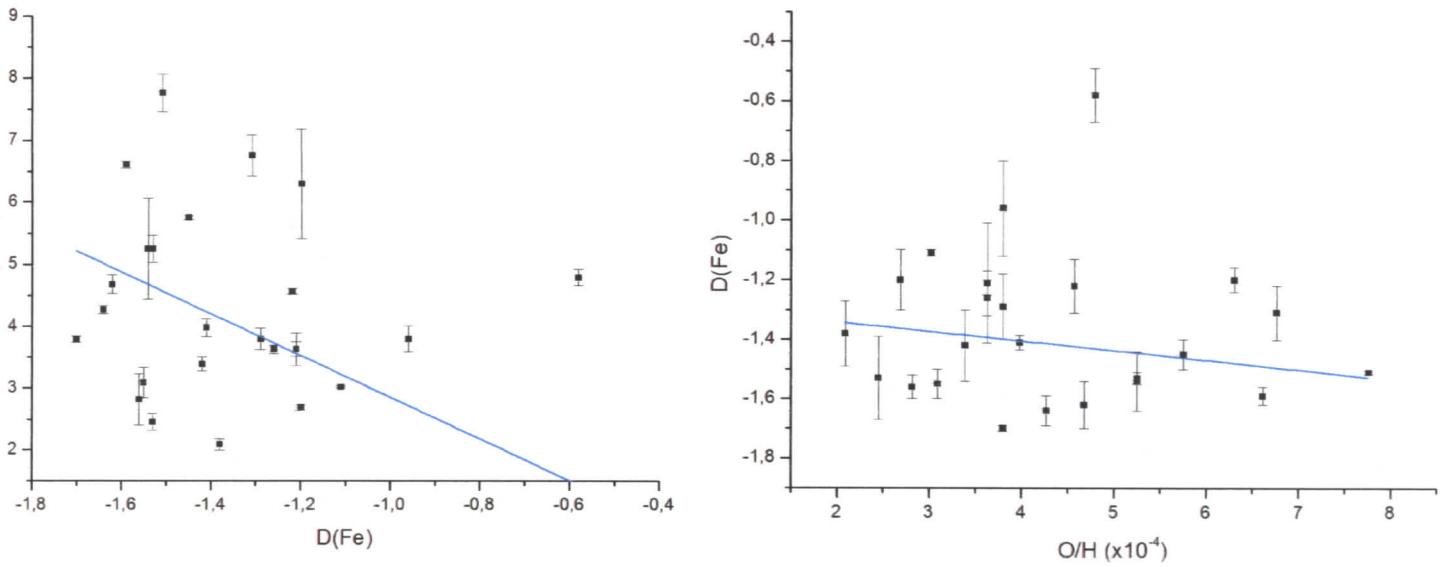
Uzimajući u obzir činjenice koje su iznesene u §5, da se određena količina elemenata nalazi u prašini, konkretno misli se na deuterijum (D), trebali bismo uočiti izvesne korelacije u zastupljenosti pojedinih elemenata. Tako na primer ako D ulazi u sastav prašine u čiji sastav ulazi i Si, prilikom procesa koji će dovesti do razaranja prašine očekivaćemo pozitivnu korelaciju (kako se količina D u gasu povećava povećavaće se količina Si), isto važi i za Fe. Smatra se da je oblast Lokalnog Mehura poslednji put bila pod uticajem udarnog talasa koji je nastao eksplozijom supernove pre otprilike 1 – 2 miliona godina [28]. U tom slučaju realno je očekivati da će se određena količina deuterijuma, Si i Fe koja je bila u sklopu prašine oslobođiti u vidu gasa. Interesantno je to da je količina deuterijuma u Lokalnom Mehuru konstantna 15 ppm dok to nije slučaj sa Si i Fe. Ovo nam možda govori da deuterijum teže ulazi u sastav prašine (treba mu možda više vremena ili neka kritična koncentracija prašine) nego Si i Fe. Međutim Si i Fe ne moraju biti podjednako podesni za praćenje deuterijuma iz prostog razloga što postoji mogućnost da ih deuterijum ne favorizuje podjednako ili jednostavno ovi elementi ulaze u potpuno različite vrste prašine. Stoga, cilj nam je da ustanovimo koji od ova dva elementa Si ili Fe češće ulaze u sastav prašine u kojoj se nalazi D, kako bismo mogli što bolje da pratimo količinu zastupljenost D u međuzvezdanoj sredini.

Poređenjem D(Fe) i D(Si) dobijeni koeficijent korelacije r iznosi 0,42, ovo ukazuje da Si i Fe nisu najbolje povezani, drugim rečima uglavnom ne ulaze u istu vrstu prašine ili u iste delove (jezgro, omotač). Ovo govori da će jedan od ova dva elementa imati bolju korelaciju sa deuterijumom, češće ulaziti u sastav prašine u čijem sklopu se nalazi deuterijum. Na slici 17. jasno se uočava da dok je Si skoro u celosti izašao iz prašine, znatna količina Fe ostaje još uvek zarobljena u prašini. Nije isključeno da u sastav prašine u kome je zadržana preostala količina Fe ulazi i O, formirajući FeO, Fe₂O₃ i Fe₃O₄ [29]. Jedino što se kosi sa ovom tvrdnjom je objekat G191 – B2B, čija vrednost za D(Fe) i D(Si) je -0,58 odnosno -1,14.



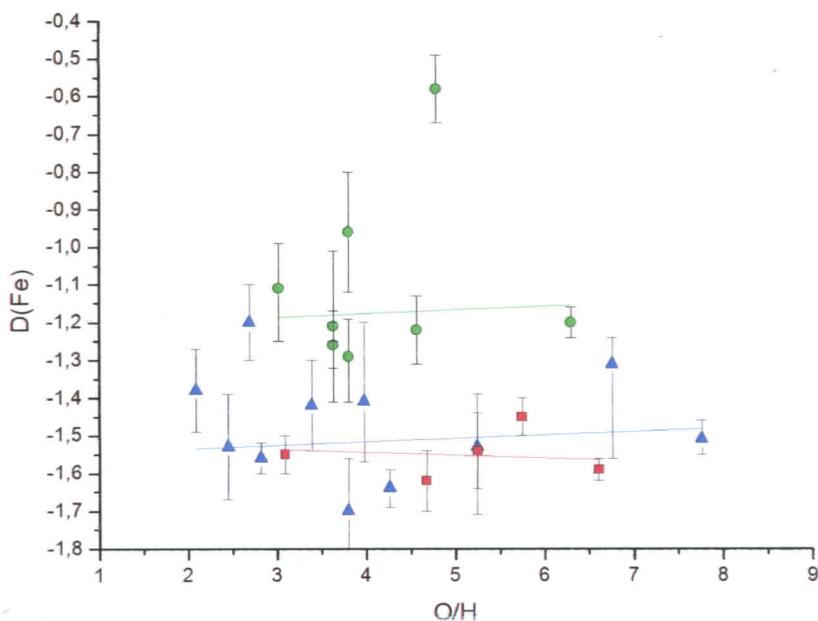
Slika 17. – Poređene vrednosti D(Si) u funkciji od D(Fe) i obrnuto, jasno može da se uoči da u većini slučajeva Fe mnogo sporije izlazi iz prašine nego Si. Izuzetak je objekat G191 – B2B gde je Si uglavnom ostao u prašini dok se veliki deo Fe vratio u gasovito stanje, koji se procesi ovde dešavaju ostaće da se vidi.

Analiziranjem O/H u funkciji od D(Fe) (i obrnuto) dobijeni srednji koeficijent korelaciije iznosi -0.48. Na slici 18. gde su poređene O/H i D(Fe) vrednosti dobijeni fit ukazuje na negativnu korelaciju, što će reći kako nam se količina kiseonika u gasu povećava tako nam količina Fe u gasu opada (sve više ulazi u sastav prašine). Uzmememo li u obzir da kiseonik spada u grupu lako isparljivih elemenata sa $T_c \approx 200K$, dok Fe ulazi u grupu teže isparljivih elemenata sa $T_c \approx 1300K$ i ostala tvrđenja iz §4, vidimo da se zaključak na koji nas upućuje slika 18. u potpunosti kosi sa dosadašnjom pretpostavkom. Međutim, sama korelacija je vrlo slaba što se vidi i iz koeficijenta korelaciije i iz razbacanost podataka tako da nismo u mogućnosti da izvedemo validan zaključak o značenju dobijene korelaciije.



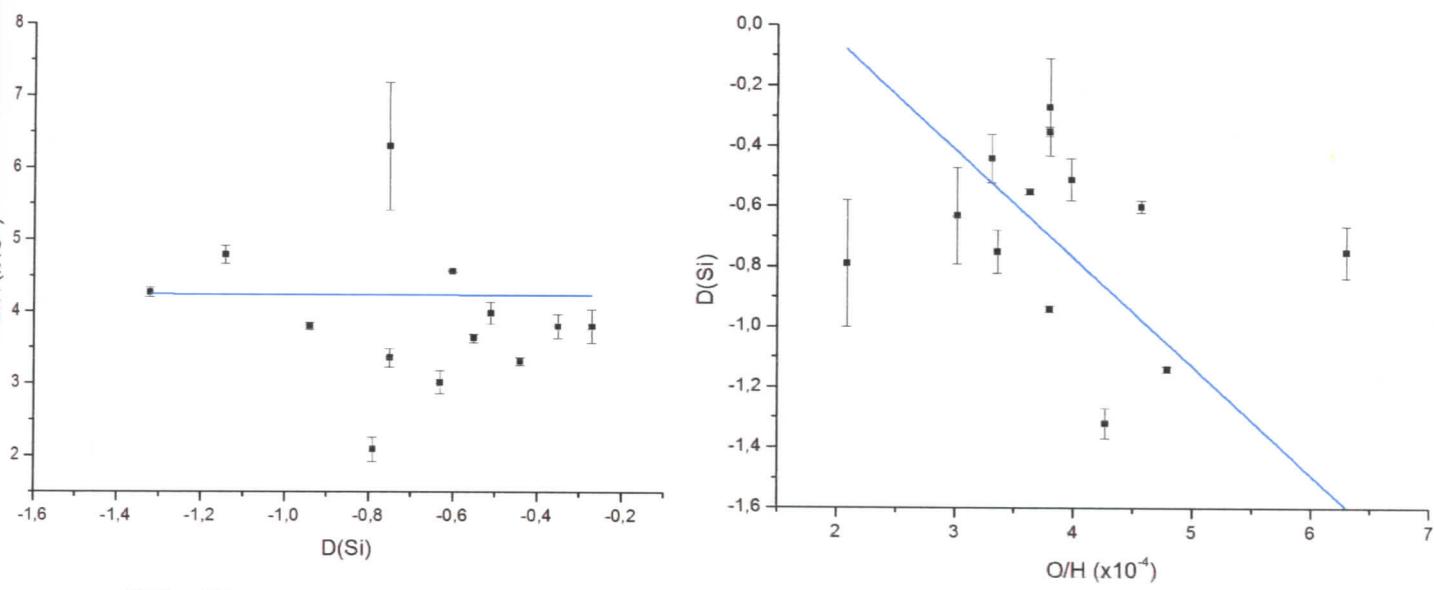
Slika 18. – Očekivana korelacija između kiseonika koji se nalazi u gasovitom stanju i Fe koji se nalazi u prašini nije uočena, naprotiv uočena je antikorelacija što ne ide u prilog postojećim modelima.

Jedno od mogućih objašnjenja je da podatke koji su prikazani na slici 18. ne bi trebalo posmatrati u celini, nego bi bilo praktičnije da ih svrstamo u grupe koje pripadaju različitim regionima i analiziramo svaku grupu posebno, kao što je urađeno na slici 16. Tom prilikom je ustanovljeno da u oblasti $\log N(\text{HI}) < 19.2 \text{ cm}^{-2}$ čiji su objekti označeni zelenim kružićima, linija fita ima pozitivan i blag nagib $a = 0,00951$. Ovo ukazuje da se sa oslobođenom malom količinom Fe iz prašine oslobađa znatno veća količina kiseonika, što je i za očekivati u odnosu na njihovu T_c . Sa druge strane koeficijent korelacije za ovu oblast je $r = 0,073$, što ukazuje na to da Fe i kiseonik ne ulaze u istu vrstu prašine ili, što je verovatnije da ne posedujemo dovoljnu količinu podataka da bi smo uradili oznakljiviju analizu. Objekti iz regiona gde je $\log N(\text{HI}) = 19.2 - 20.7 \text{ cm}^{-2}$ označeni su plavim trouglovima. Ovde imamo situaciju takođe da je nagib veoma mali $a = 0,009$ kao i koeficijent korelacije koji iznosi $r = 0,15$. Za oblasti $\log N(\text{HI}) > 20.7 \text{ cm}^{-2}$ nema dovoljno podataka, objekti su označeni crvenim kvadratima, tako da dobijena negativna korelacija najverovatnije ne oslikava pravo stanje u ovoj oblasti, slika 19.



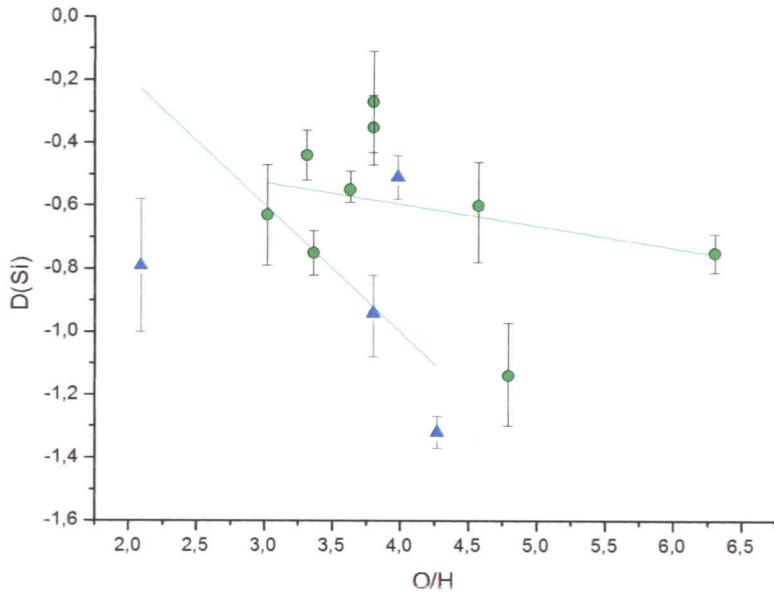
Slika 19. – Radi se o istim objektima kao sa slike 17 samo što su u ovom slučaju analizirani posebno u zavisnosti kojem regionu pripadaju.

Na isti način su analizirani i podaci za D(Si) u odnosu na zastupljenost kiseonika u gasu (O/H). Dakle podatke smo prvo posmatrali u celini, na slici 20. uočavamo situaciju sličnu kao i u slučaju sa D(Fe), dobijene korelacije su negativne što ne ide u prilog predhodnim tvrdnjima, dok koeficijent korelacije iznosi $r = -0,32$.



Slika 20. – Isti je slučaj kao i sa Fe: očekivana korelacija između Si u prašini i kiseonika u gasu nije uočena, što ne ide u prilog dosadašnjim tvrdnjama.

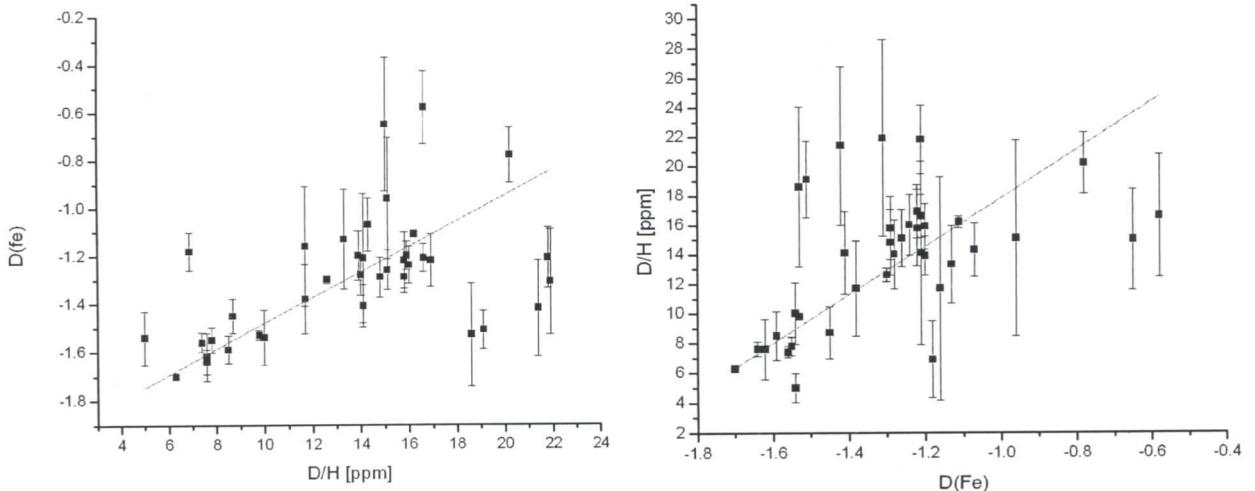
Pošto smo podatke analizirali odvojeno kao što je urađeno na slici 19. dobijeni rezultati se nisu rauzlikovali previše od onih dobijenih kad smo podatke posmatrali u celosti slika 21. Treba imati na umu da broj podataka koji su dostupni za Si je znatno manji nego za Fe, tako da se stavlja pod znak pitanja koliko precizne možemo da donosimo zaključke na osnovu tako malog broja posmatranih objekata.



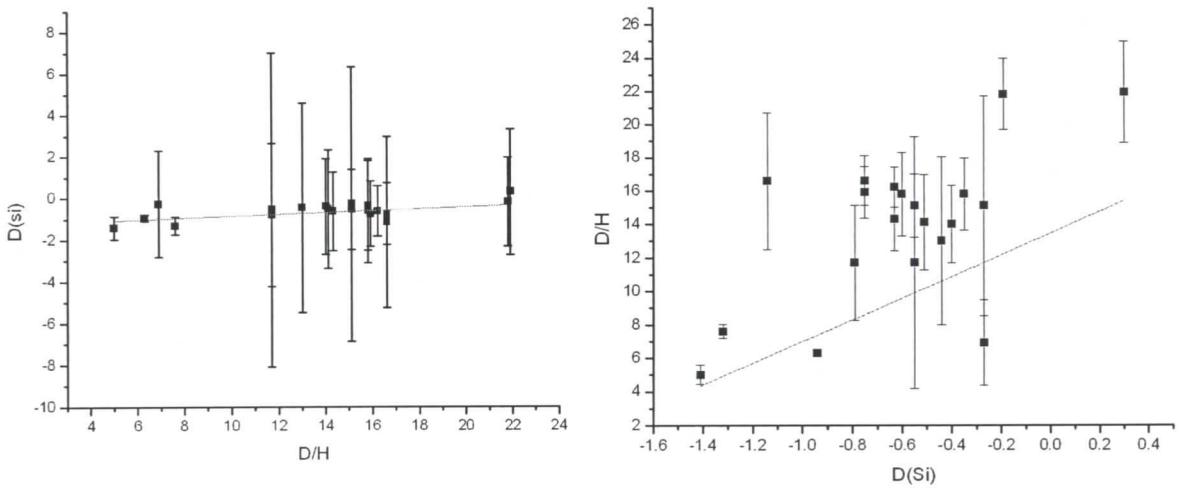
Slika 21. – Očekivane korelacije nisu uočene ni pošto su podaci posebno posmatrani u zavisnosti kom regionu pripadaju. Šta je tačan uzrok - nedostatak dovolinog broja podataka, ili nešto drugo, za sada nije poznato (možda jednostavno Si i kiseonik ne idu u istu vrstu prašine).

U svom radu Linsky et al. (2006) ukazuje da u regionu $\log N(\text{HI}) = 19,2 - 20,7 \text{ cm}^{-2}$ velike varijacije u D/H odnosu ne treba povezivati sa mogućim greškama nastalim prilikom merenja već ih treba pokušati objasniti na drugi način. Na slici 16. objekti koji su obeleženi crvenim markerima imaju povišenu količinu D u gasu oko 21 ppm, može se očekivati da će tom prilikom i vrednosti za D(Fe) i D(Si) biti visoke ako uzmemo u razmatranje da su ove oblasti bile pod uticajem eksplozije SN koja je dovela do razaranja prašine. Naprotiv, vrednosti za D(Fe) su jako niske i kreću se u rasponu od -1,21 do -1,53, što ukazuje da je Fe ostao zarobljen u prašini. Dakle ovi podaci opravdavaju postojanje priliva materije male metaličnosti iz haloa galaksije ili iz galaksija koje orbitiraju oko naše kao što je Veliki Magelanov Oblak [28]. Pogledamo li vrednosti za D(Si) nailazimo na drugi problem – manjak podataka, izmerenih vrednosti za Si imamo samo za jedan objekat i on je -0,19 što se veoma dobro uklapa u predviđanja da su objekti bili pod uticajem SN (ovo nam ne govori ništa sigurno jer je nezahvalno donositi zaključke na osnovu jednog objekta). Zbog nedostatka podataka, okrenuli smo se drugim objektima u ovom regionu za koje imamo izmerene vrednosti za Fe i Si. Primećeno je da se vrednosti D(Si) smanjuju (Si ulazi u prašinu) sve više kako se količina D smanjuje u gasu, sa druge strane D(Fe) vrednosti su se kretale u opsegu od -1,16 do -1,7, što navodi na zaključak da Fe teže biva izbačen iz prašine u odnosu na Si.

Pozitivne korelacije između D/H vs D(Fe) kao i D/H vs D(Si) potvrdila je u svom diplomskom radu Kristina Kaćanski¹⁷ slika 22. Dobijene r vrednosti za D/H vs D(Fe) i za



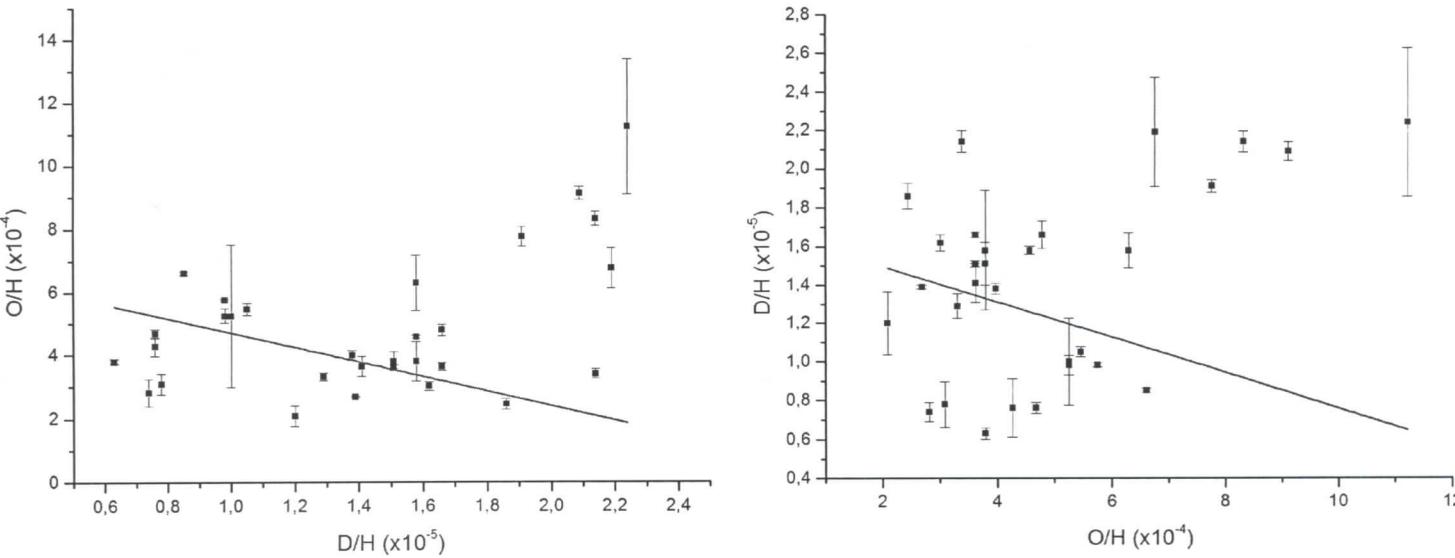
¹⁷ Podaci su tretirani na isti način kao što je opisano u delu "Podaci i analiza podataka"



Slika 22. – Grafički prikazi korelacija Si i Fe u odnosu na D/H su preuzeti iz [29]. Obradivani su podaci sa istih obejaka koji su korišteni u ovom radu.

D/H vs $D(Si)$ su 0,93 i 0,60. Ovo nam govori da je Fe više favorizovano od stane deuterijuma nego Si (češće ulaze u sastav iste praštine). Ovo ne treba uzeti kao konačan zaključak iz razloga što su greške za vrednosti $D(Fe)$ velike, a dostupnost podataka za $D(Si)$ je znatno manja, detaljnija rasprava i zaključci mogu se naći u [30].

Posmatrajući O/H u zavisnosti od D/H primećuje se da su dobijene korelacije negativne dakle ispada da sa povećanjem koncentracije kiseonika u gasu dolazi do opadanja koncentracije deuterijuma u gasu, što ne bi trebalo da je slučaj, slika 23.

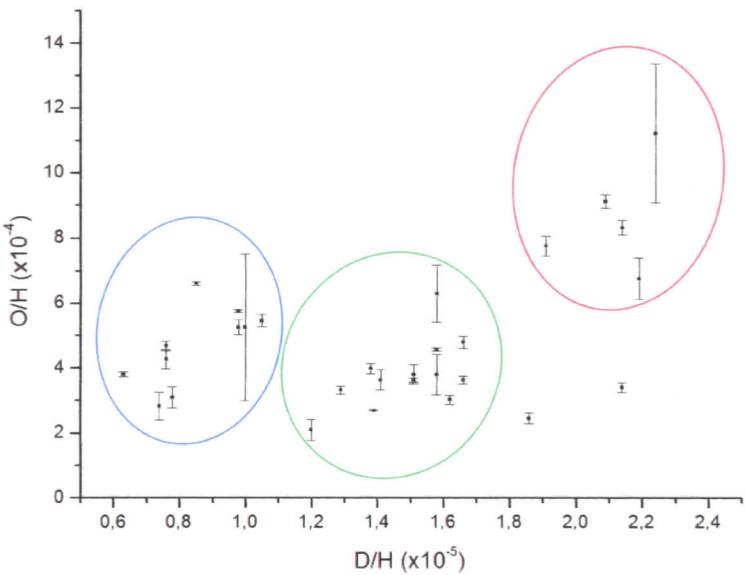


Slika 23. – O/H vrednosti u funkciji od D/H i obratno, uočene korelacije su negativne što najverovatnije zahteva drugačiji pristup problemu (videti tekst).

Pažljivije kad razmotrimo raspodelu podataka na slici 23. uočavamo da su grupisani u tri oblasti. Pošto smo podelili podatke u tri različite oblasti i proučili ih nezavisno jedne od drugih, došli smo do zaključka da objekte koji se nalaze u istim oblastima karakteriše slična zastupljenost ne samo kiseonika što se vidi sa grafika već i silicijum, gvožđa i deuterijuma. Tako imamo da objekti koji se nalaze u oblasti označenoj sa plavim krugom karakterišu visoke vrednosti D(Fe) u opsegu od -1,45 do -1,70 (Fe je uglavnom u prašini), D(Si) vrednosti koje su dostupne takođe su visoke i iznose -0,94 i -1,32. Zastupljenost deuterijuma u gasovitoj fazi je veoma niska i kreće se u opsegu od 7,4 – 10 ppm. Svi objekti se nalaze na udaljenosti od 400pc – 2,5kpc. Na osnovu ovih podataka možemo da zaključimo da se materija u objektima koji se nalaze izvan lokalnog mehura nalazi u sklopu čestica prašine.

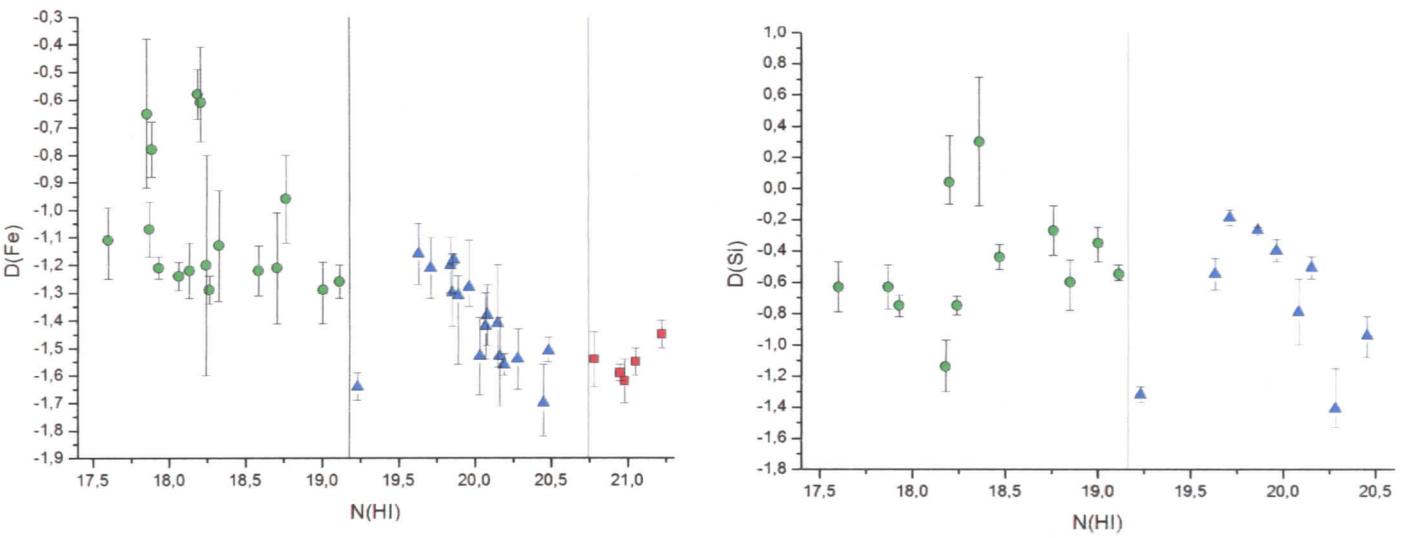
Za objekte unutar zelenog kruga karakteristično je da se svi nalaze u lokalnom mehuru (maksimalna udaljenost im je $\approx 80\text{pc}$), s tim da se tri objekta iz ove grupe nalaze na udaljenostima od $104 \pm 8\text{pc}$, $290 \pm 105\text{pc}$ i $407 \pm 127\text{pc}$. Prosečna zastupljenost deuterijuma u gasu je oko $15,4 \pm 0,4\text{ppm}$, dok su vrednosti za tri najudaljenija objekta $13,9 \pm 1\text{ppm}$, $11,7 \pm 3,1\text{ppm}$ i $14,1 \pm 2,8\text{ppm}$. Sve objekte karakterišu niske vrednosti D(Si) $\approx -0,51$ u prašini, ovo se odnosi i na tri najudaljenija objekta, dok je prosečna vrednost za D(Fe) $\approx -1,2$. Jasno se vidi da je u ovoj oblasti najverovatnije došlo do oslobođanja materije iz prašine usled uticaja SN eksplozije, i opet se potvrđuje, to da silicijum lakše izlazi iz prašine u odnosu na gvožđe.

Poslednju grupu objekata (unutar crvenog kruga) odlikuju veoma visoke koncentracije deuterijuma u gasu prosečna vrednost $D/H \approx 21,8\text{ppm}$. Udaljenost objekata kreće se u rasponu od 122pc do 554pc, prosečna vrednost za D(Fe) $\approx -1,44$, što ukazuje, uzmemeli li u obzir D/H vrednosti, da deuterijum ne ulazi u sastav prašine gde se nalazi gvožđe ili ne ulaze u iste delove čestica prašine (omotač, jezgro). Kako vrednosti za D(Si) nisu poznate ni za jedan objekat iz ove oblasti nismo u mogućnosti da potvrdimo povezanost silicijuma i deuterijuma. Iz tog razloga otvara nam se još jedan scenario, u slučaju da su vrednosti D(Si) niske (Si se uglavnom nalazi u prašini), moguće je prisustvo procesa koje smo nazvali priliv. Ovaj scenario bi dakle veoma dobro objasnio odsustvo Si i Fe iz gasovitog stanja, a sa druge strane veoma visoku koncentraciju deuterijuma u gasu koja je izmerena, tako što predviđa priliv materije male metaličnosti iz spoljne sredine, slika 24. Ovde sad dolazi do problema sa kiseonikom jer nemamo objašnjenje zašto su koncentracije kiseonika visoke, a prepostavili smo da je došlo do priliva materije sa strane.



Slika 24. – Objekti unutar zelenog kruga su iz Lokalnog Mehura, objekti unutar crvenog kruga se nalaze izvan lokalnog međuzvezdanog mediūuma, dok objekti unutar plave oblasti su na granici između lokalne međuzvezdane sredine i međuzvezdanog prostora (za detaljnija objašnjenja videti tekst). Dva objekta koja nisu obuhvaćena ni u jednu grupu po vrednostima D/H i D(Fe) (D(Si) vrednosti nisu dostupne) trebalo bi svrstati u crvenu oblast, dok gledajući na osnovu koncentracije kiseonika mogu se svrtati u plavu ili zelenu oblast

Slika 25. prikazuje vrednosti $D(\text{Fe})$ i $D(\text{Si})$ u funkciji od linijske gustine vodonika $N(\text{HI})$. Vidi se da zastupljenost oba elementa u prašini raste kako se udaljavamo od Sunca, odnosno kako idemo ka periferiji lokalnog mehura. Potvrđuje se zaključak od malopre da procesi koji su doveli do oslobođanja ispitivanih elemenata iz prašine, ne utiču podjednako na njihovo oslobođanje, odnosno neki elementi lakše prelaze u gasovito stanje.



Slika 25. – Jasno uočavamo da u regiju sa $\log N(\text{HI}) < 19.2 \text{ cm}^{-2}$ i Fe i Si su jednim delom iz prašine

prešli u gasovito stanje. Kako se udaljavamo od Sunca primećujemo da u region $\log N(\text{HI}) = 19,2 - 20,7 \text{ cm}^{-2}$ vrednosti za Fe i Si opet postaju sve niže (sve više ulaze u sastav prašine). Ovo ukazuje najverovatnije da je u blizini Sunca došlo ili se još uvek dešavaju procesi koji dovode do oslobođanja elemenata iz prašine.

6.3 Zaključak

Ono što sa sigurnošću možemo tvrditi je da nehomogenu zastupljenost unutar Lokalnog Mehura u dobroj meri možemo opravdati prisustvom prašine. Pitanje koje se postavlja je da li prašina sama može da objasni ove nehomogenosti koje vidimo oko nas. Odgovor je najverovatnije NE. Razlozi su ti što i pored očiglednih dokaza da materija velikim delom ulazi u sastav prašine, neki objekti poput $\gamma^2\text{Vel}$, Lan 23, TD1 32709, WD 1034+001, PG 0038+199, Feige 110 ... ne "ponašaju se" kako je prikladno za datu oblast, što navodi na zaključak da pored faktora prašina treba uzeti u razmatranje i priliv materijala iz oblasti haloa kao i iz bliskih manjih galaksija koje su pratioci naše Galaksije.

Zaključci do kojih smo došli u ovom tekstu su:

- nema još dovoljno dokaza da bi smo tvrdili da je prašina glavni krivac "za sve" bar što se tiče prašine kao objašnjenja za varijacije deuterijuma.
- da jedan od glavnih uzroka zbog koga materija u lokalnom meduzvezdanom prostoru nije homogeno rasprostranjena, je postojanje čestica prašine i najverovatnijeg prisustva "infall" procesa (detaljnije o dokazima ovog procesa [31]).
- da varijacije u zastupljenosti nisu karakteristične za određen region već variraju od objekta do objekta, što ukazuje na mogućnost priliva materije male metaličnosti. U prilog ovoj tvrdnji idu i mnogobrojni objekti koji svojim gasovitim zastupljenostima odstupaju od predviđenih vrednosti za dati region.
- da količina Fe u gasu opada kako se bližimo krajevima Lokalnog Mehura, dok za deuterijum to ne možemo u potпуности da tvrdimo (npr. Slika. 15 objekti markirani crvenom bojom i tekst vezan za sliku 23).
- da se u slučaju Si javlja problem nedostatka podataka, ali su zato greške mnogo manje nego za Fe. Vidimo da Si mnogo bolje prati zastupljenosti deuterijuma, mada to ne mora ništa da znači jer za objekte na kojima Fe "pada" na testu, vrednosti za Si nisu dostupne.
- da što se tiče odnosa $D(\text{Fe}) - \text{O/H}$ i $D(\text{Si}) - \text{O/H}$ uočene antikorelacije ili nam ukazuju da postoje neki procesi koji imaju ulogu u izgradnji prašine a nama nisu poznati ili analiziranje treba vršiti pojedinačno po regionima, što je i učinjeno. Tom prilikom u slučaju Fe izvukli smo tri fita od kojih su dva pozitivna, treći je negativan ali dobijen je na osnovu pet objekata, dok za Si antikorelacije su se održale.
- da na osnovu prikaza sa slike 24 postoje solidni dokazi da se u blizini Sunca odigravaju procesi koji dovode do oslobođanja materije iz prašine ili su se odigravali, kao i da Fe i Si ukoliko i ulaze u sastav iste vrste prašine ne ulaze u sastav istih delova (jezgro, omotač) ili bar ne u istom odnosu.
- korelacija između Fe i Si postoji, takođe uočene su korelacije deuterijuma sa Fe i Si što ide u prilog prisustva prašine, ali i pored toga izgleda da prašina nije jedini faktor koji utiče na zastupljenost elemenata u međuzvezdanoj sredini (misli se na

gasnu zastupljenost), pa čak i kad uzmemo u razmatranje priliv materije sa strane opet nam se javlja problem ali ovaj put sa kiseonikom. Zašto je koncentracija kiseonika u gasu visoka ako je došlo do priliva materije sa strane?

- u svakom slučaju treba imati na umu da je količina podataka koju posedujemo veoma mala i da bi na donošenje nekih ozbiljnijih zaključaka ipak trebalo pričekati.

U nekim narednim koracima s ciljem donošenja konkretnijih zaključaka i boljeg razumevanja procesa koji utiču na koncentracije ispitivanih elemenata u međuzvezdanoj sredini trebalo bi uraditi sledeće:

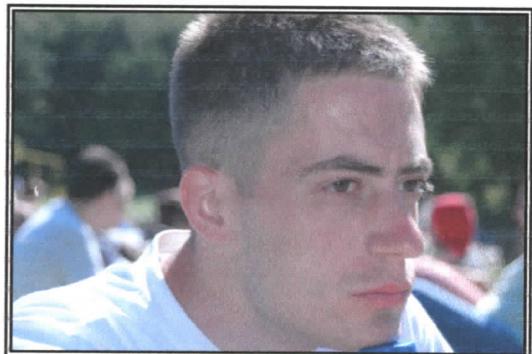
- izvršiti mnogo više merenja objekata koji se nalaze izvan lokalnog medijuma
- rešiti problem nedostatka podataka za silicijum
- meriti nove vrednosti za kiseonik i izvršiti korekcije postojećih merenja (preciznija merenja solarnih vrednosti za kiseonik)
- uzeti u razmatranje još veći broj objekata
- meriti koncentraciju ugljenika s ciljem detaljnijeg proučavanja PAH čestica i njihovog uticaja na zastupljenost deuterijuma.

Literatura

- [1] Scott Dodelson, "Modern Cosmology", University of Chicago
- [2] Roger K. Ulrich, "Big Bang Nucleosynthesis",
- [3] D. N. Schramm, M. J. Rees and R. J. Tayler, "Constraints on the Density of Baryons in the Universe", *Phil. Trans. R. Soc. Lond. A* 1982 **307**, 43-54
- [4] Richard H. Cyburt et al. "A Bitter Pill: The Primordial Lithium Problem Worsens", *arXiv:0808.2818v1 [astro-ph]* 21 Aug 2008
- [5] Gary Steigman, "BBN and the Primordial Abundances",
- [6] Blair D. Savage & Kenneth R. Sembach, "Interstellar Abundances From Absorption-Line Observations With The Hubble Space Telescope", *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* 1996. **34**:279 – 323
- [7] Ulysses J. Sofia, "Interstellar Abundances and Depletions",
- [8] Martin Asplund, "The Solar Chemical Composition", *arXiv:astro-ph/0410214v2* 10 Oct 2004
- [9] Ulysses J. Sofia et al. "The Abudant Elements In Interstellar Dust", *The Astrophysical Journal*, **430**:650-666, 1994 August 1
- [10] Theodore P. Snow & Adolf N. Witt, "Interstellar Depletions Updated: Where All The Atoms Went", *The Astrophysical Yournal*, **468**: L65-L68, 1996 September 1
- [11] Gary Steigman, "Tracking The Post-BBN Evolution of Deuterium", *arXiv:0901.4333v2 [astro-ph.GA]* 27 Jan 2009
- [12] Bruce. T. Draine, "Interstellar Dust Models and Evolutionary Implications" *arXiv:0903.1658v1 [astro-ph.GA]* 9 Mar 2009
- [13] B. T. Draine, "Interstellar Grains", *arXiv:astro-ph/0008150v1* 9 Aug 2000
- [14] A. P. Jones, "Depletion Patterns and Dust Evolution in the ISM", *arXiv:astro-ph/9907066v1* 6 Jul 1999
- [15] Jason A. Cardelli, "The Abundance of Heavy Elements in Interstellar Gas", *Science*; Jul 8, 1994; **265**,5169; *ProQuest Agriculture Journals* pg. 209
- [16] Frank Moslter & Ciska Kemper, "Crystalline Silicates", *Space Science ISO Special Issue*
- [17] A. G. G. M. Tielens, "The Physics and Chemistry of the Interstellar Medium", *Cambridge University Press*
- [18] K. S. Krishna Swamy, "Dust in the Universe; Similarities and Differences", *World Sceintific Series in Astronomy and Astrophysics – Vol. 7*
- [19] Edward B. Jenkins, "Interstellar Atomic Abundances", *arXiv:astro-ph/0309651v2* 8 Oct 2003
- [20] Tommy Wiklund, "Molecules in the Interstellar Medium", *Carnegie Observatories Astrophysics Series, Vol. 4: Origin and Evolution of the Elements*, 2004, ed. A. McWilliam and M. Rauch (Cambridge: Cambridge Univ. Press)
- [21] James Guillochon, "Dust Destruction", 2008.
- [22] B. T. Draine, "Grain Destruction in Interstellar Shock Waves", *astro-ph/9508066* 16 Aug 1995

- [23] A. P. Jones et al. "Grain Destruction in Shocks in the Interstellar Medium", *The Astrophysical Journal*, 433:797-810, 1994 October 1
- [24] A. P. Jones et al. "Grain Shattering in Shock: The Interstellar Grain Size Distribution", *The Astrophysical Journal*, 469:740-764, 1996 October 1
- [25] B. T. Draine, "Interstellar Dust Grains", *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* 2003. 41:241–89
- [26] L.J. Allamandola et al. "Interstellar Polycyclic Aromatic Hydrocarbons: The Infrared Emission Bands, The Excitation/Emission Mechanism and the Astrophysical Implications", *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 71:733-775, 1989 December
- [27] B. T. Draine, "Can Dust Explain Variations in the D/H Ratio?", *arXiv:astro-ph/0410310v1* 12 Oct 2004
- [28] Jeffrey L. Linsky et al. "What is the Total Deuterium Abundance in the Local Galactic Disk", *arXiv:astro-ph/0608308v1* 15 Aug 2006
- [29] Joseph C. Weingartner & B.T. Draine, "Interstellar Depletion onto Very Small Dust Grains", *arXiv:astro-ph/9812469v1* 29 Dec 1998
- [30] Kristina Kaćanski, "Diplomski rad", 2010. god.
- [31] Tijana Prodanović & Braian D. Fields, "FUSE Deuterium Observations: A Strong Case For Galactic Infall", *arXiv:0804.3095v2 [astro-ph]* 5 Aug 2008

BIOGRAFIJA



Rođen 1984. godine u Somboru. Pohađao osnovnu školu "Avram Mrazović" u Somboru. Po završetku osnovne škole upisuje Srednju Medicinsku Školu "Dr. Ružica Rip", nakon završetka 2003. gdine upisuje Prirodno – Matematički Fakultet u Novom Sadu, Departman za Fiziku, odsek Astronomija sa Astrofizikom.

S A D R Ž A J

I	Uvod	3
1.	Nukleosinteza Velikog Praska	4
2.	Sistem obeležavanja	7
3.	D kao najpouzdaniji bariometar – zastupljenost D u Kosmosu	9
3.1	<i>Primordijalna zastupljenost D</i>	10
II	Prašina	11
4.	Prašina u međuzvezdanoj sredini	11
4.1	<i>Sastav i grada međuzvezdane prašine</i>	13
4.2	<i>Nastanak i poreklo međuzvezdane prašine</i>	15
4.3	<i>Faktori koji utiču na oslobođanje elemenata iz prašine</i>	17
4.4	<i>Policiklični aromatični ugljovodonici (Polycyclic Aromatic Hydrocarbon PAH)</i>	19
4.5	<i>Deuterijum u PAH česticama?</i>	22
III	Deuterijum u Lokalnom Mehuru	24
5.	Lokalna međuzvezdana zastupljenost	24
6.	Podaci i analiza podataka, diskusija, zaključak	26
6.1	<i>Podaci i analiza podataka</i>	26
6.2	<i>Rezultati i diskusija</i>	27
6.3	<i>Zaključak</i>	35
<i>LITERATURA</i>		36
<i>Biografija</i>		38

UNIVERZITET U NOVOM SADU
PRIRODNO-MATEMATIČKI FAKULTET

KLJUČNA DOKUMENTACIJSKA INFORMACIJA

Redni broj:

RBR

Identifikacioni broj:

IBR

Tip dokumentacije:

TD

Monografska dokumentacija

Tip zapisa:

TZ

Tekstualni štampani materijal

Vrsta rada:

VR

Diplomski rad

Autor:

AU

Uroš Meštrić

Mentor:

MN

Dr. Tijana Prodanović

Naslov rada:

NR

Uticaj prašine na zastupljenos deuterijuma u međuzvezdanoj prašini

Jezik publikacije:

JP

srpski (latinica)

Jezik izvoda:

JI

srpski/engleski

Zemlja publikovanja:

ZP

Srbija

Uže geografsko područje:

UGP

Vojvodina

Godina:

GO

2010

Izdavač:

IZ

Autorski reprint

Mesto i adresa:

MA

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

Fizički opis rada:

FO

Astrofizika

Naučna oblast:

NO

Naučna disciplina:

ND

Deuterijum, prašina, međuzvezdana sredina

PO

UDK

Biblioteka departmana za fiziku, PMF-a u Novom Sadu

Čuva se:

ČU

Nema

Važna napomena:

VN

Izvod:

IZ

Datum prihvatanja teme od NN veća: 11.05.2010.
DP

Datum odbrane: 08.06.2010.
DO
Članovi komisije:
KO
Predsednik: Dr. Dušan Mrđa
član: Dr. Tijana Prodanović
član: Dr. Milan Pantić

UNIVERSITY OF NOVI SAD
FACULTY OF SCIENCE AND MATHEMATICS

KEY WORDS DOCUMENTATION

Accession number:

ANO

Identification number:

INO

Document type:

DT

Type of record:

TR

Content code:

CC

Author:

AU

Mentor/comentor:

MN

Title:

TI

Language of text:

LT

Language of abstract:

LA

Country of publication:

CP

Locality of publication:

LP

Publication year:

PY

Publisher:

PU

Publication place:

PP

Physical description:

PD

Scientific field:

SF

Scientific discipline:

SD

Subject/ Key words:

SKW

UC

Holding data:

HD

Note:

N

Abstract:

AB

Accepted by the Scientific Board: 11.05.2010.

ASB

Defended on: 08.06.2010.
DE
Thesis defend board:
DB
President: Dr. Dušan Mrđa
Member: Dr. Tijana Prodanović
Member: Dr. Milan Pantić

