



**Latvija Universitāte
Fizikas un matemātikas fakultāte**

Arturs Barzdis

**GALAKTIKAS METĀLNABADŽĪGO ZVAIGŽŅU
SPEKTROSKOPISKI PĒTĪJUMI**

Promocijas darba kopsavilkums

**Doktora grāda iegūšanai fizikas nozarē
Apakšnozare: Astrofizika un fundamentālā astronomija**

Rīga, 2011

Promocijas darbs izstrādāts
Latvijas Universitātes
Fizikas un matemātikas fakultātē
Lāzeru centrā
Laika posmā no 2007. gada līdz 2011. gadam



Eiropas Sociālā fonda projekta „Atbalsts doktora studijām Latvijas Universitātē”,
Nr. 2009/0138/1DP/1.1.2.1.2/09/IPIA/VIAA/004

IEGULDĪJUMS TAVĀ NĀKOTNĒ

Darbs sastāv no ievada, 4 nodaļām, nobeiguma, literatūras saraksta.

Darba forma: publikāciju kopa fizikas nozarē, astrofizikas un fundamentālās astronomijas apakšnozarē

Darba zinātniskais vadītājs: Dr. Phys., vadošais pētnieks Laimons Začs

Anotācija

Ķīmisko elementu koncentrāciju pētījumi Galaktikas zvaigžņu atmosfērās dod iespēju izprast nukleosintēzes mehānismus un nukleosintēzes procesu norises vietu dabā. Atomu relatīvās koncentrācijas zvaigznēs ar ekstremāli zemu vidējo metālu koncentrāciju $[M]$ tiek izmantotas lai atšifrētu nukleosintēzes gaitu Visuma pirmsākumos pēc Lielā Sprādziena.

Darba pamatā ir četru metālnabadzīgo zvaigžņu augstas izšķirtspējas ($R \equiv \lambda/\Delta\lambda \geq 45\,000$) spektroskopiskie novērojumi, galvenokārt optiskajā diapazonā, turpmāka iegūto rezultātu vispusīga analīze, noskaidrojot katras zvaigznes evolūcijas stadiju un identificējot iespējamās smago elementu nukleosintēzes mehānismus.

Ir noteikts, ka visas pētītās zvaigznes ir metālnabadzīgas ar $[Fe/H] < -1,50$. HD 187216 ķīmisko sastāvu var izskaidrot ar dubultsistēmas evolūcijas modeli ar masas pārneses scenāriju no asimptotiskā milžu zara zvaigznes. HD 232078 un HD 218732 ir attiecīgi sarkanā milžu zara un asimptotiskā milžu zara zvaigznes, kurām novērojamas radiālā ātruma svārstības, kas ir saistītas ar pulsācijām un masas zaudēšanu. Ķīmiskā sastāva izcelsme ir saistāma ar pārnovu eksploziju nukleosintēzi agrīnajās Galaktikas evolūcijas stadijās. Metālnabadzīgajai oglekļa zvaigznei HD 209621 atrastas C, N un O elementu koncentrācijas, kas labi saskan ar vidējas masas asimptotiskā milžu zara kodolsintēzes teorijas paredzējumiem. Atrastās ķīmiskās īpatnības labi izskaidro dubultsistēmas modelis ar vielas pārplūdi no asimptotiskā milžu zara zvaigznes.

Abstract

The investigations of the chemical composition of stellar atmospheres provide the opportunity to understand the processes of nucleosynthesis in the Galaxy. The relative atomic abundances in the stars of extremely low metallicity $[M]$ are used to derive the nucleosynthesis in the early Universe right after the Big Bang.

The aim of this work is to obtain high resolution ($R \equiv \lambda/\Delta\lambda \geq 45,000$) spectra of selected four metal-poor stars in order to perform a comprehensive analysis and establish the evolutionary state of each star, also identifying the processes of heavy element nucleosynthesis.

It is established that all the studied stars are metal-poor having $[\text{Fe}/\text{H}] < -1,50$. The chemical composition of HD 187216 can be explained with the evolutionary model of a double system with mass transfer from asymptotic giant branch star. HD 232078 and HD 218732 are respectively red giant branch and asymptotic giant branch stars showing radial velocity variations that are associated with pulsations and mass loss. The origin of chemical composition is attributed to the explosive nucleosynthesis by supernovae in the early stages of Galactic evolution. Abundances of C, N and O found for the metal-poor carbon star HD 209621 are in good agreement with the predictions of the nucleosynthesis in intermediate mass asymptotic giant branch stars. The observed chemical peculiarities can be explained by evolutionary model of a double system with mass transfer from asymptotic giant branch star.

Saturs

1. Ievads.....	8
1.1. Tēmas aktualitāte.....	8
1.2. Promocijas darba mērķis.....	9
1.3. Promocijas darba uzdevumi.....	9
1.4. Autora ieguldījums.....	9
1.5. Aizstāvamās tēzes.....	10
1.6. Darba zinātniskā novitāte.....	10
2. Literatūras apskats.....	12
2.1. Lielā sprādziena nukleosintēze.....	12
2.1.1. Litījs.....	12
2.2. Zvaigžņu nukleosintēze.....	14
2.2.1. Ūdeņraža degšana.....	14
2.2.2. Trīskāršais α -process.....	16
2.2.3. Oglekļa degšana.....	17
2.3. Neitronu satveršanas nukleosintēze.....	18
2.3.1. s-procesa nukleosintēze.....	19
2.3.2. r-procesa nukleosintēze.....	22
2.4. Zvaigžņu populācijas.....	23
2.5. Metālnabadzīgās zvaigznes.....	23
2.5.1. Metālnabadzīgo zvaigžņu iedalījums pēc to ķīmiskā sastāva īpatnībām.....	25
2.5.2. r-procesa bagātinātās metālnabadzīgās zvaigznes.....	26
2.5.3. s-procesa bagātinātās metālnabadzīgās zvaigznes.....	27
2.5.4. Oglekļa bagātinātās metālnabadzīgās zvaigznes.....	27
2.5.5. Metālnabadzīgākās Galaktikas zvaigznes.....	28
3. Pētījumos izmantotās metodikas.....	30
3.1. Augstas izšķirtspējas spektroskopija.....	30
3.1.1. FIES spektrogrāfs.....	30
3.1.2. Ešeleta spektru apstrāde un datu redukcija.....	31
3.2. Spektru pirmapstrāde.....	32
3.2.1. Kontinuum normalizācija.....	32

3.2.2. Radiālā ātruma noteikšana un spektrāl- līniju identifikācija.....	33
3.3. Atmosfēru modeļi.....	33
3.4. Spektrālīniju saraksti.....	34
3.5. Atmosfēru modeļu metode.....	36
3.5.1. Augšanas līkne.....	36
3.5.2. Lokālā termodinamiskā līdzsvara aproximācijas pielietojamība.....	38
3.5.3. Zvaigznes atmosfēras parametru novērtēšana.....	38
3.5.4. Koncentrāciju noteikšana.....	40
3.6. Spektu sintēzes metode.....	40
3.6.1. Programma SPECTRUM.....	41
3.6.2. Koncentrāciju noteikšana ar sintēzes metodi.....	42
3.7. Kļūdu novērtēšana.....	43
4. Rezultāti un diskusija.....	45
4.1. Metālnabadzīgo zvaigžņu HD 218732 un HD 232078 spektroskopija.....	45
4.1.1. HD 232078.....	45
4.1.2. HD 218732.....	45
4.1.3. Atmosfēru parametri.....	46
4.1.4. Ķīmiskā sastāva analīze un rezultāti.....	47
4.2. Metālnabadzīgās zvaigznes HD 187216 spektro- skopija.....	57
4.2.1. HD 187216.....	57
4.2.2. Atmosfēras parametri.....	58
4.2.3. Ķīmiskā sastāva analīze un rezultāti.....	58
4.3. Metālnabadzīgās oglekļa zvaigznes HD 209621 spektroskopija.....	63
4.3.1. HD 209621.....	63
4.3.2. Līniju atlase un mērījumi.....	64
4.3.3. Atmosfēras parametri.....	65
4.3.4. Ķīmiskā sastāva analīze un rezultāti.....	66
4.3.5. Diskusija un secinājumi.....	75
5. Rezultātu kopsavilkums.....	77

Promocijas darbā iekļautās publikācijas.....
Publikācijas, kas tapušas ārpus promocijas darba
tēmas.....
Publikācijas konferenču izdevumos.....
Ziņojumi zinātniskajās konferencēs.....
Pateicības.....
Literatūras saraksts.....

1. Ievads

1.1. Tēmas aktualitāte

Ķīmisko elementu koncentrāciju pētījumi Galaktikas zvaigžņu atmosfērās dod iespēju izprast nukleosintēzes mehānismus un nukleosintēzes procesu norises vietu dabā. Atomu relatīvās koncentrācijas zvaigznēs ar ekstremāli zemu vidējo metālu koncentrāciju [M] tiek izmantotas lai atšifrētu nukleosintēzes gaitu Visuma pirmsākumos pēc Lielā Sprādziena, kura rezultātā veidojās tikai paši vieglākie elementi. Novērojumi un teorija liecina, ka Galaktikas agrīnajās evolūcijas stadijās par smago elementu formēšanos galvenokārt bija atbildīgs r-process, kas norisinās vietās ar lielu neitronu blīvumu. s-process, ko raksturo lēna (s-slow) neitronu pievienošanās dzelzs un smagāku atomu kodoliem, efektīvi sāka darboties tikai pie augstākām [M] vērtībām. Novērojumi un teorija apstiprina, ka s-procesa norises vieta dabā ir mazas un vidējas masas zvaigznes, kuru dzīves laiks ir ļoti liels. Nesen dažās metālnabadzīgās zvaigznēs konstatēja radioaktīvos elementus urānu (U) un toriju (Th). Tas deva iespēju noteikt visvecāko zvaigžņu mūža garumu, tādējādi novērtējot arī visas Galaktikas vecumu. Pēdējā desmitgadē sakarā ar jaunu instrumentu nodošanu ekspluatācijā ir aktualizējusies tematika, kas veltīta Visuma ķīmiskā sastāva evolūcijas vispusīgai izpētei. Zemas izšķirtspējas spektroskopijas metožu pielietošana liela zvaigžņu skaita apsekošanā noveda pie pārsteidzoša rezultāta: 25 – 30% metālnabadzīgo zvaigžņu uzrāda paaugstinātu oglekļa koncentrāciju. Uzsākti detalizēti šādu zvaigžņu pētījumi izmantojot augstas izšķirtspējas spektroskopijas metodes un daļai konstatēta paaugstināta r-procesa elementu koncentrācija, kas iespējams liecina par supernovu ievērojamo lomu smago elementu sintēzē Galaktikas pirmsākumos. Notiek darbs pie nukleosintēzes procesu modelēšanas dažādās zvaigžņu evolūcijas stadijās, tai skaitā pirmās

paaudzes zvaigznēs. Vispusīgi pētījumi novedīs pie dziļākas izpratnes par ķīmisko elementu izcelsmi un evolūciju Visumā.

1.2. Promocijas darba mērķis

Veikt Galaktikas metālnabadzīgu ($[M] < 0$) zvaigžņu izlases augstas izšķirtspējas spektroskopiskus pētījumus, aprēķinot to fundamentālos parametrus un ķīmisko sastāvu. Izmantojot iegūtos rezultātus precizēt zvaigžņu evolūcijas statusu un veikt nukleosintēzes procesu diagnostiku.

1.3. Promocijas darba uzdevumi

1. Veikt Galaktikas metālnabadzīgo zvaigžņu atlasī vadoties pēc to zināmajām fizikālajām īpašībām, fotometriskā mainīguma un spektrālajām īpatnībām;
2. Atlasītajām zvaigznēm novērot augstas izšķirtspējas ($R \equiv \lambda/\Delta\lambda \geq 45\,000$) spektrus optiskajā diapazonā un veikt to pirmapstrādi, viļņu garumu kalibrāciju un citas nepieciešamās datu redukcijas procedūras;
3. Veikt zvaigžņu detalizētu ķīmiskā sastāva analīzi izmantojot modeļatmosfēru un spektru sintēzes metodes;
4. Salīdzināt iegūtos rezultātus ar literatūrā pieejamajiem datiem, izdarīt secinājumus par zvaigžņu izcelsmi, evolucionāro statusu, spektrālo īpatnību cēloņiem;

1.4. Autora ieguldījums

Darba gaitā ir apgūtas zvaigžņu augstas izšķirtspējas spektroskopijas metodes, programmatūra, apgūta jaunākā literatūra metālnabadzīgo zvaigžņu pētījumu virzienā.

Darba autors ir patstāvīgi novērojis trīs metālnabadzīgo zvaigžņu spektrus, veicis to pirmapstrādi, datu redukciju. Zvaigznēm HD 218732, HD 232078 un HD 187216 ir veikta spektrālīniju rūpīga atlase, ekvivalento platumu mērījumi, ķīmisko

elementu koncentrāciju aprēķini. Zvaigznēm HD 218732, HD 232078 ir veikta iegūto datu analīze un interpretācija, un sagatavota publikācija starptautiski recenzējamam žurnālam. Zvaigznei HD 187216 ir veikta iegūto datu interpretācija, apspriežot ar darba zinātnisko vadītāju un sagatavota publikācija starptautiski recenzējamam žurnālam. Zvaigznei HD 209621 ir veikta molekulārā spektra sintēze, noteiktas C un N koncentrācijas un oglekļa izotopiskā attiecība. Sagatavoti attēli publikācijai.

Darba rezultāti ir prezentēti arī starptautiskās konferencēs, piedaloties ar stenda referātiem, kā arī Latvijas Universitātes konferencēs ar mutiskajiem referātiem.

1.5. Aizstāvamās tēzes

1. Visas pētītās zvaigznes pieder metālnabadzīgo zvaigžņu klasei.
2. Zvaigžņu HD 218732 un HD 232078 ķīmiskā sastāva izcelsme ir saistīta ar pārnovu eksploziju nukleosintēzi Galaktikas evolūcijas pirmsākumos, taču vieglo s-procesa elementu sintēzē ieguldījumu ir devusi papildus komponente, iespējams nukleosintēze neitrīno noteicošajā zvaigžņu vēja fāzē pārnovu sprādzienos.
3. Zvaigzne HD 187216 atrodas dubultsistēmā, kas ir tās ķīmisko īpatnību cēlonis;
4. Metālnabadzīgās oglekļa zvaigznes HD 209621 ķīmisko sastāvu labi izskaidro dubultsistēmas modelis ar masas pārnesi no vidējas masas asimptotiskā milžu zara zvaigznes.

1.6. Darba zinātniskā novitāte

Pirmo reizi ar augstas izšķirtspējas spektroskopiju ir veikta rūpīga ķīmiskā sastāva analīze metālnabadzīgajai zvaigznei HD 187216 un ir parādīts, ka tās ķīmiskā sastāva īpatnības var izskaidrot ar dubultsistēmas evolūcijas modeli, kur ir notikusi vielas pārplūde no asimptotiskā milžu zara zvaigznes. Ir konstatēts,

ka pie zema metāliskuma un $\log g$ var būt ievērojamas novirzes no LTL un koncentrāciju analīze pēc neitrālo atomu līnijām var būt kļūdaina.

Pirmo reizi ir veikta rūpīga ķīmiskā sastāva analīze divām metālnabadzīgajām zvaigznēm HD 218732 un HD 232078 balstoties uz augstas izšķirtspējas spektriem. Noteikta to ķīmiskā sastāva izcelsme un parādīts, ka spektroskopiski līdzīgās zvaigznes tomēr visticamāk atrodas dažādās evolūcijas stadijās.

Pēc C un N koncentrāciju noteikšanas ar spektru sintēzes metodi, ir noteikts, ka tās labi izskaidro vidējas masas asimptotiskā milžu zara zvaigznes kodolsintēzes modelis un zvaigznes ķīmiskā sastāva izcelsme ir saistīta ar masas pārplūdi dubultsistēmā.

2. Literatūras apskats

2.1. Lielā sprādziena nukleosintēze

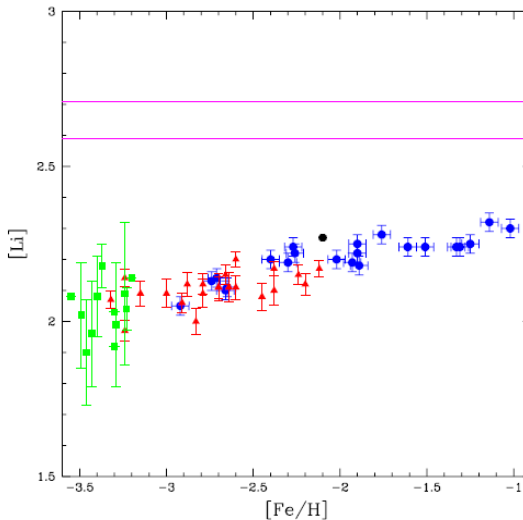
Uz īsu brīdi Visumā, tā attīstības agrīnajās stadijās iestājās apstākļi, kad augstā temperatūra un daļiņu blīvums ļāva notikt kodolreakcijām, kas sintezēja pašus vieglākos kodolus, no kuriem astrofizikāli nozīmīgi ir D, ^3He , ^4He , ^7Li . Standarta Lielā Sprādziena nukleosintēzes (SLSN) modelis paredz, ka agrīnā visuma ķīmisko sastāvu noteica tikai viens parametrs – barionu (nukleonu) blīvuma parametrs, kas ir barionu un fotonu skaitliskā attiecība [1]. Saskaņā ar SLSN, jau aptuveni 20 minūtes pēc Lielā Sprādziena Visums sastāvēja galvenokārt no ūdeņraža un hēlija (attieciņi ~75% un ~25% pēc masas). Pārējo kodolu skaits bija ļoti niecīgs, pie tam pirmatnējās plazmas augstās entropijas un nelielā blīvuma dēļ par ^7Li smagāki kodoli praktiski nespēja sintezēties agrīnajā Visumā. Tādēļ šo, vieglāko elementu koncentrāciju pētīšana Visuma objektos paver plašas iespējas Visuma agrīnās evolūcijas modeļu, kā arī elementārdaļiņu fizikas pārbaudei. Jāatzīmē, ka vēlākās evolūcijas stadijās zvaigžņu nukleosintēze pakāpeniski izmainīja Visuma ķīmisko sastāvu, ietekmējot gan pirmatnējo elementu koncentrācijas, gan bagātinot Visumu ar smagākiem elementiem, tādiem kā C, N, O, Fe, un citi, kurus bieži mēdz kopīgi saukt par „metāliem”. Plašāku ieskatu Lielā Sprādziena nukleosintēzē sniedz [2].

2.1.1. Litijs

Litijs ir plaši pētīts ņemot vērā tā kosmoloģisko nozīmi. Daudz publikāciju ir veltītas litija koncentrāciju pētījumiem Galaktikas metālnabadzīgajās zvaigznēs (par metālnabadzīgajām zvaigznēm skat. 2.5. apakšnodaļu). Kā dažas no svarīgākākajām pēdējo gadu publikācijām var atzīmēt [3], [4], [5].

Saskaņā ar Lielā Sprādziena nukleosintēzes teoriju un WMAP ("*Wilkinson Microwave Anisotropy Probe*") datiem [6] tiek paredzēta pirmatnējā litija koncentrācija $A_{\text{Li}} = 12 + \log(\text{Li}/\text{H}) =$

$= 2.72^{+0.05}_{-0.06}$ [7]. Kā redzams 2.1. attēlā, Galaktikas vecāko un metāliem nabadzīgāko zvaigžņu novērojumi ([5], [8], [9], [10]) norāda uz $\sim 0.5 - 0.6$ dex, jeb 3 – 4 reizes mazāku litija koncentrāciju. Ilgu laiku šī problēma palika neatrisināta, taču, piemēram, nesena [11] pētījums liecina, ka atomu difūzijas, turbulentās samaisīšanās ("*turbulent mixing*") un pārsniegšanas "*overshooting*" iekļaušana zvaigžņu atmosfēru modeļu aprēķinos spēj izskaidrot novērotās litija koncentrācijas.



2.1. attēls. Litija koncentrācijas $[Li] = 12 + \log(Li/H)$ kā metāliskuma $[Fe/H]$ funkcija pēc Galaktikas ļoti metālnabadzīgo zvaigžņu novērojumiem [1]. Horizontālās līnijas norāda $\pm 1\sigma$ robežas ap SLSN paredzēto sākotnējo litija koncentrāciju $[Li] = 2,70 \pm 0,06$.

Litijs tiek iznīcināts augstajās temperatūrās, kādas ir zvaigžņu dzīlēs, tādēļ zvaigznēm ar plašām konvektīvajām zonām var sagaidīt pazeminātas litija koncentrācijas. Jāatzīmē, ka pie noteiktiem apstākļiem litijs var ne tikai tikt sagrauts, bet arī sintezēts zvaigznēs, līdz ar to, šādi objekti var bagātināt starpzvaigžņu vidi ar litiju. Vēl viens iespējamais litija sintēzes

ceļš ir kosmisko staru izkliede uz starpzvaigžņu vidē esošajiem atomu kodoliem.

2.2. Zvaigžņu nukleosintēze

Visi ķīmiskie elementi, kas nespēja rasties Visuma agrīnajās stadijās, pakāpeniski sintezējās vēlāk, zvaigžņu dzīlēs noritošajās kodolreakcijās, kā arī to bojāejas stadijā.

Augstajās temperatūrās, kādas ir zvaigžņu kodolos, vieglo atomu kodoli saduroties spēj veidot arvien smagāku atomu kodolus. Par dzelzi smagāku kodolu sintēzes procesos tiek patērēta enerģija. Šī iemesla dēļ masīvās zvaigznes ($M > 10 M_{\odot}$), kurās ir iespējama dzelzs kodolu sintēze, evolūcijas beigās kļūst nestabilas un beidz savu pastāvēšanu eksplodējot kā II-tipa pārnovas. Mazākas masas zvaigznes nespēj sintezēt par dzelzi smagākus elementus un savu pastāvēšanu beidz daudz mierīgāk, noņemot ārējo apvalku kļūst par baltajiem punduriem. Tādējādi evolūcijas beigās zvaigznes bagātina starpzvaigžņu telpu ar elementiem, kuri sākotnēji Visumā nepastāvēja. No šīs vides vēlāk veidojas zvaigznes, kuras jau ir bagātinātas ar metāliem. Šādu zvaigžņu izpēte ļauj izdibināt tajās novēroto elementu izcelsmi.

Zvaigžņu nukleosintēzē var izdalīt četras galvenās elementu sintēzes stadijas:

1. Ūdeņraža degšana;
2. Hēlija degšana;
3. C, N, O un Si degšana;
4. Par dzelzi smagāku elementu sintēze (neitronu satveršanas nukleosintēze).

2.2.1. Ūdeņraža degšana

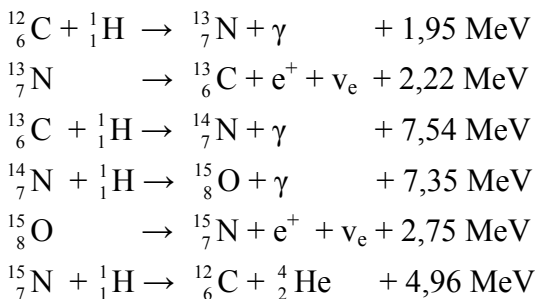
Pirmās zvaigznes veidojās no gāzes, kurai piemita Visuma pirmatnējais ķīmiskais sastāvs, tādēļ tās sastāvēja praktiski tikai no ūdeņraža un hēlija. Šādas pirmatnējās zvaigznes tiek dēvētas par

"Pop III", jeb III populācijas zvaigznēm, vai arī par metālus nesaturošām zvaigznēm („*metal-free*”).

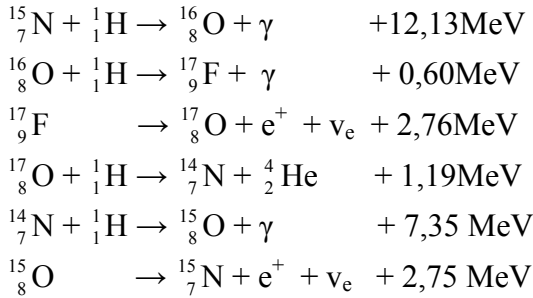
Kad topošās zvaigznes centrā temperatūra sasniedz aptuveni $10 \cdot 10^6$ K, sākas ūdeņraža degšanas reakcijas un zvaigzne nonāk hidrostatiskā līdzsvara stāvoklī. Tā kā ūdeņraža zvaigznē ir ļoti daudz, tad šajā evolūcijas stadijā, ko sauc arī par galvenās secības stadiju, zvaigzne atrodas lielāko daļu no kopējā evolūcijas laika. Piemēram, Saules masas zvaigznē ūdeņraža sintēzes stadija turpinās 12 miljardus gadu.

Ūdeņraža degšana var notikt divās dažādās reakciju ķēdēs. Par aptuveni $1,5 M_{\odot}$ mazākās zvaigznēs ūdeņraža degšana notiek primāri „protona-protona” ciklā ("*PP chain*"), kur ūdeņraža kodoli saduras, pakāpeniski veidojot hēlija kodolus. Lielākas masas zvaigznēs par dominējošo ūdeņraža degšanas ceļu kļūst oglekļa-slāpekļa-skābekļa, jeb CNO cikls ("*CNO cycle*"). Šajā ciklā ogleklis, skābeklis un slāpeklis darbojas kā katalizatori, kuri satver ūdeņraža kodolus. CNO cikls ir ļoti jūtīgs pret temperatūru atšķirībā no PP cikla un tā efektivitāte stipri pieaug lielākas masas zvaigznēs, kā rezultātā to evolūcijas laiks ir īsāks nekā mazākas masas zvaigznēm.

Cikla galvenā reakciju ķēde, jeb CNO-I cikls notiek sekojoši:



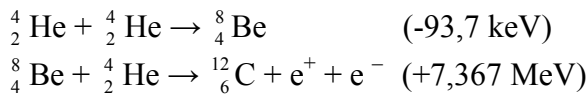
Vēl ir iespējams otrs cikla atzars – CNO-II, kurš sākas tāpat kā galvenā reakciju ķēde, bet sestajā reakcijā veidojas nevis ${}^{12}\text{C}$, bet gan ${}^{16}\text{O}$ kodols:



CNO cikla reakcijās C, N, un O kopējais kodolu skaits nemainās, taču to relatīvās attiecības tiek izmainītas. Kad ciklā ir iestājies līdzsvars, oglekļa kodolu izotopiskā attiecība samazinās līdz vērtībai ${}^{12}\text{C}/{}^{13}\text{C} \approx 3,5$, un tā kā ${}^{14}\text{N}$ protona satveršanas reakcija ir pati lēnākā ciklā, ${}^{14}\text{N}$ kļūst par skaitliski dominējošo elementu, neatkarīgi no vielas sākotnējā sastāva. Zvaigznes evolūcijas laikā konvektīvā kustība atmosfērā var nogādāt CNO ciklā pārstrādāto vielu uz zvaigznes virspusi, tādējādi izmainot novērojamo zvaigznes ķīmisko sastāvu.

2.2.2. Trīskāršais α -process

Zvaigznēs ar $M > 0,5 M_{\odot}$ sadegot ūdeņradim pakāpeniski veidojas hēlija kodols, kura temperatūra monotoni aug, līdz sasniedz $\sim 100 \cdot 10^6$ K un sākas oglekļa sintēzes reakcijas, jeb „trīskāršais alfa process”:



${}^8\text{Be}$ ir ļoti nestabils izotops, kurš sabrūk $2,6 \cdot 10^{-16}$ sekundēs, ja nesatver trešo α -daļiņu. Tādēļ hēlija degšanas reakcijas spēj notikt tikai vidē ar augstu hēlija blīvumu. Laika gaitā zvaigznē formējas oglekļa un skābekļa bagāts kodols.

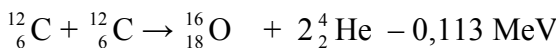
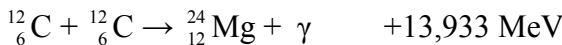
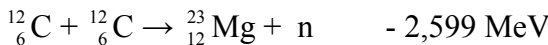
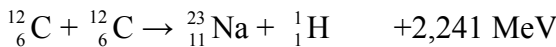
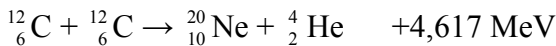
Mazas un vidējas masas zvaigznēs, kad hēlijs kodolā ir beidzies, tā degšana turpinās plānā slānī ap karsto C-O kodolu.

Zvaigzne stipri izplešas palielinoties reakcijās izdalītajai enerģijai un tā kļūst par asimptotiskā milžu zara (AMZ) zvaigzni. Šajā evolūcijas stadijā notiek spēcīga masas zaudēšana, kas beidzas ar visa zvaigznes apvalka nomešanu un pāreju planetārā miglāja stadijā. Kad miglājs izklīst apkārtējā telpā, var novērot tikai atdziestošu C-O balto punduri.

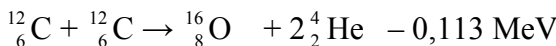
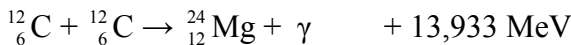
Labvēlīgos apstākļos masīvās zvaigznēs α -daļiņu satveršana var turpināties un sintezējas tā sauktie α -elementi – O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca, Ti, no kuriem S un Ca spēj sintezēties tikai α -satveršanas reakcijās. Zvaigzne iegūst čaulainu struktūru un reakcijas beidzas, kad silīcija kodoli saplūst veidojot ^{56}Fe kodolus, un temperatūra zvaigznes kodolā ir sasniegusi aptuveni $6 \cdot 10^9$ K. Dzelzs kodoli sāk sabrukt gamma staru ietekmē, patērējot enerģiju, kas noved pie zvaigznes kodola kolapsa un Ib, Ic, vai II-tipa pārnovas sprādziena.

2.2.3. Oglekļa degšana

Oglekļa degšanas reakcijas var notikt masīvās zvaigznēs ($M > 8 M_{\odot}$), kad to kodolā temperatūra sasniedz $5 \cdot 10^8$ K:



Vai alternatīvi:



Kā redzams trešā reakcija ir endotermiska un ar zemu varbūtību, taču tā kalpo par neitronu avotu neitronu satveršanas nukleosintēzei (skat. 2.3. apakšnodaļu). Oglekļa degšanas galaprodukti ir galvenokārt O, Ne, Na un Mg.

2.3. Neitronu satveršanas nukleosintēze

Līdz šim mēs apskatījām reakcijas, kurās no vieglajiem elementiem pakāpeniski sintezējās arvien smagāku elementu kodoli, līdz veidojās dzelzs. Smagāku elementu sintēzē enerģija vairs neizdalās, taču, ja pastāv brīvo neitronu avots, šādi elementi tomēr spēj rasties.

Pastāv divi galvenie procesi, kuros rodas gandrīz visi izotopi ar $A \geq 60$: lēno neitronu satveršanas process, jeb s-process un ātro neitronu satveršanas process, jeb r-process.

Ja vidē ir mazs neitronu blīvums, notiek viena-divas neitronu satveršanas, kurām seko β sabrukšana. Tādēļ šādā vidē izotopi sintezējas β -stabilitātes alejas virzienā. Turpretim neitroniem bagātā vidē var notikt vairākas neitronu satveršanas, pirms notiek β sabrukšana un izotopu sintēze notiek tālu pa labi no β -stabilitātes alejas. Šādā ceļā sintezējas daudz nestabilo izotopu, kuri izzūdot neitronu avotam pakāpeniski sabrūk, tuvojoties β -stabilitātes alejai. Šādu izotopu sintēzes ceļu sauc par r-procesu.

Tā kā daudzi elementi, kuri sintezējas r-procesā arī izvietojas gar β -stabilitātes aleju, tad vairāku par dzelzi smagāko elementu novērotās koncentrācijas ir gan s-, gan r-procesa rezultāts. Tomēr, abi šie procesi norit dažādi un to veidotais relatīvais izotopu sadalījums ir dažāds pateicoties tā sauktajiem maģiskajiem skaitļiem, kuri atbilst nuklīdu skaitam kāds kodolā var veidot noslēgtas čaulas. Pagaidām zināmie maģiskie skaitļi ir 2, 8, 20, 28, 50, 82, 126. Jebkurš kodols, kurš satur maģisko nuklīdu skaitu ir ar lielāku saites enerģiju uz nuklīdu, un tālāka neitronu satveršana notiek ar daudz mazāku varbūtību. Laika gaitā, pateicoties šai īpašībai, visātrāk aug s-procesa elementu koncentrācijas, kuru kodolu nuklīdu skaits ir tuvs maģiskajiem skaitļiem. Tādējādi s-procesā sintezētajiem elementiem ir novērojami koncentrāciju

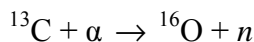
maksimumi apgabalos ap stronciju, bāriju un svinu, kurus uzskata par galvenajiem s-procesa elementiem. r-procesa elementu koncentrācijas aug līdzīgi, taču tālu no β -stabilitātes alejas un β sabrukšanas rezultātā sākotnēji koncentrētākie kodoli kļūst arvien vieglāki, un sabrūkot līdz stabilajiem izotopiem, koncentrāciju maksimumi ir vērojami telūra, eiropija un osmija tuvumā. Šos elementus mēdz uzskatīt par galvenajiem r-procesa elementiem.

Lai arī neitronu satveršanas elementu sintēzes procesi ir diezgan labi izprasti, to avoti Visumā un precīzi sintēzes apstākļi nav pietiekoši izpētīti. Tādēļ ir ļoti svarīgi tieši šo elementu koncentrāciju pētījumi zvaigžņu atmosfērās, kas ļautu izdibināt to precīzu izcelsmi. Pašreiz tiek piedāvāti vairāki s- un r-procesa elementu avoti.

2.3.1. s-procesa nukleosintēze

Aptuveni puse par dzelzi smagāko elementu sintezējas lēnās neitronu satveršanas, jeb s-procesa rezultātā. Tiek uzskatīts, ka s-procesam ir divas komponentes – galvenā komponente, kura ir atbildīga par smagāko elementu ($A \gtrsim 90$) sintēzi un vājā komponente, kas nosaka vieglāko elementu sintēzi.

Galvenā s-procesa komponente noris $1 - 3 M_{\odot}$ termiski pulsējošo asimptotiskā milžu zara zvaigžņu (TP-AMZ) degošajā hēlija slānī [12]. Kā shematiski parādīts 2.2. attēlā, TP-AMZ sastāv no deģenerēta C-O kodola, ap kuru izvietojas degoša H un He slāņi. Starp šiem slāņiem atrodas plāns nedegoša hēlija slānis, kas ir bagātināts ar CNO procesā radušos ^{14}N . Termiskās pulsācijas fāzē ar oglekli bagātajā degošā hēlija slānī no apvalka šeit var tikt ienesti protoni [13], kas nodrošina ^{13}C sintēzi pēc reakciju ķēdes: $^{12}\text{C}(p,\gamma)^{13}\text{N}(\beta^+)^{13}\text{C}$ [14]. Savukārt ^{13}C kodoli kalpo par neitronu avotu, notiekot reakcijai:



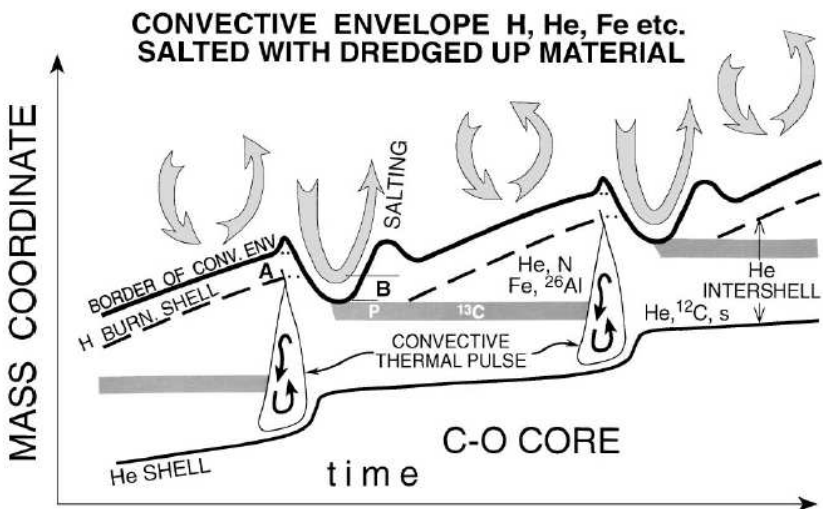
Izdalītos neitronus tālāk satver dzelzs kodoli, aizsākot s-procesa sintēzi, kuras rezultātā sintezējas elementi līdz pat svinam un bismutam.

Trešās konvektīvās samaisīšanās laikā starp termiskajām pulsācijām nesen sintezētie s-procesa elementi kopā ar oglekli nonāk zvaigznes virspusē un tos var novērot izmantojot spektroskopijas metodes. Metālnabadzīgajās zvaigznēs konvektīvais slānis iespiežas vēl dziļāk, aiznesot uz virspusi arī skābekli un vairākus neitroniem bagātus kodolus kā Na un Mg [15].

Papildus samaisīšanās („*Extra mixing*”) fizikālais cēlonis vēl nav īsti noskaidrots. To varētu izskaidrot gan ar difuzīvās pārsniegšanas „*diffusive overshoot*” [16], rotācijas inducēto [17, 18, 19], vai arī gravitācijas viļņiem [20]. No visiem šiem modeļiem visvairāk pētītais ir pārsniegšanas modelis.

TP-AGB zvaigznēs s-procesa intensitāti nosaka gan ^{13}C daudzums hēlija slānī, gan pieejamo dzelzs kodolu skaits. Līdz ar to metālnabadzīgajās zvaigznēs uz katru dzelzs kodolu var tikt saražots liels neitronu skaits, kas nodrošina augstu s-procesa efektivitāti un noved pie stipri paaugstinātām Pb koncentrācijām. Šādas „svina” zvaigznes patiešām ir novērotas [21, 22], kas apstiprina apskatītā pārsniegšanas scenārija iespējamību. Tomēr jāatzīmē, ka s-procesa norises pārsniegšanas scenārija efektivitāte ir stipri atkarīga no zvaigznes metāliskuma, un prognozētais s-procesa elementu ar $90 \lesssim A \lesssim 140$ sadalījums ir ļoti līdzīgs Saules sadalījumam, taču novērojumi liecina, ka vienāda metāliskuma AGB zvaigznēm ir izteikta s-procesa modulācija. Šādu modulāciju varētu radīt rotācijas efekti, kā arī magnētiskā lauka ietekme.

Vēl viena tieša liecība par s-procesa norisi vidējas masas AGB zvaigznēs ir radioaktīvā tehnēcija novērojumi šo zvaigžņu atmosfērās (skat., piemēram, [23]). Tehnēcijam, kas spēj veidoties tikai s-procesa ceļā, ir ļoti īss pussabrukšanas periods – $2,1 \cdot 10^5$ gadi, tādējādi tas ir novērojams tikai īsu brīdi pēc tā rašanās. Sekojoši, Tc novērojumi dažu AGB zvaigžņu atmosfērās pierāda s-procesa norisi šajās zvaigznēs.

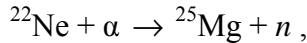


2.2. attēls. Termiski pulsējošas AMZ zvaigznes shematiska struktūras attīstība laikā [26]. Attēlota konvektīvā apvalka robeža un H, He degošie slāņi. Ar pelēko krāsu ir atzīmēti apgabali, kuros sintezējas ^{13}C . No apgabaliem A un B trešās konvektīvās samaisīšanās laikā viela nonāk zvaigznes apvalkā.

TP-AGB fāze vidējas masas zvaigznēm ir samērā neilga, aptuveni 10^9 gadi, bet to kopējais evolūcijas laiks ir vairāki miljardi gadu, sekojoši pašām vecākajām metālnabadzīgajām zvaigznēm nevarētu būt par nozīmīgu s-procesa elementu avotu. Galvenā s-procesa komponente nozīmīgu ieguldījumu smago elementu sintēzē var dot tikai zvaigznēm ar $[\text{Fe}/\text{H}] > -1,50$. Pašreizējie s-procesa modeļi nespēj izskaidrot Sr, Y un Zr koncentrācijas metālnabadzīgajās halo zvaigznēs [24], kā arī s-procesa norise stipri metālnabadzīgās zvaigznēs nav līdz galam izprasta. Iespējams, ka pašu vieglāko s-procesa elementu sintēzē ieguldījumu dod vēl kāda pagaidām nezināma komponente – vieglāko elementu galvenais process „*lighter element primary process*” (LEPP) [24]. Akrones un Montes [25] pētījumi parāda, ka tieši LEPP elementi spēj sintezēties neitrīno noteicošā zvaigžņu vēja fāzē pārnovu sprādzienos, kas līdz ar to varētu būt šo

elementu papildus avots. Plašāku ieskatu AGB zvaigžņu s-procesa nukleosintēzē var atrast publikācijās [26] un [27].

s-procesa vājā komponente notiek lielākas masas zvaigznēs ($M \gtrsim 9 M_{\odot}$) hēlija kodola degšanas stadijā, kā arī oglekļa slāņa degšanas fāzē [24, 28]. Hēlija kodola degšanas stadijā masīvās zvaigznēs no CNO ciklā sintezētā ^{14}N rodas ^{22}Ne kodoli. Kad temperatūra sasniedz $\sim 250 \cdot 10^6$ K, sākas reakcija:



kura kalpo par primāro neitronu avotu vājā s-procesa norisei [29].

2.3.2. *r*-procesa nukleosintēze

Tiek uzskatīts, ka arī *r*-procesam ir divas komponentes – galvenā un vājā. Galvenā komponente nosaka pārsvarā smagāko elementu ($A \gtrsim 130 - 140$) sintēzi, bet vājā – vieglāko *r*-procesa elementu sintēzi. Atšķirībā no *s*-procesa, objekti, kas ir atbildīgi par *r*-procesa sintēzi nav droši zināmi. Vieni no kandidātiem varētu būt II-tipa, kā arī I-tipa pārnovas – masīvu $9 \lesssim M \lesssim 100 M_{\odot}$ (augšējā masas robeža nav labi zināma un ir atkarīga gan no zvaigznes metāliskuma, rotācijas ātruma, masas zaudēšanas ātruma un citiem raksturlielumiem) zvaigžņu bojāejas epizodes. Abu šo tipu pārnovas atšķiras ar to, ka II-tipa pārnovas izraisošās zvaigznes saglabā udeņraža apvalku līdz pat eksplozijai, bet I-tipa pārnovas radošās zvaigznes vēl pirms eksplozijas spēcīgā zvaigžņu vēja dēļ ir zaudējušas udeņraža atmosfēru.

Tomēr II-tipa pārnovu sprādzienos nav iespējama abu *r*-procesa komponentu norise. Kā vēl vienu iespējamo *r*-procesa sintēzes avotu var minēt neitrona zvaigžņu saplūšanas procesu, kur elementu sintēze var notikt izsviestajā vielā [30].

Pašu metāliem nabadzīgāko zvaigžņu pētījumi liecina, ka aptuveni 5% šo zvaigžņu ir bagātinātas ar *r*-procesa elementiem. Pie tam smagāko elementu relatīvās koncentrācijas labi spēj aprakstīt pārbīdīta Saules *r*-procesa līkne (skat., piemēram,

pārskata rakstu [31]). Tas liecina, ka r-process Visumā ir universāls.

Starp pašiem smagākajiem r-procesā sintezētajiem kodoliem ir arī radioaktīvie izotopi ^{232}Th un ^{238}U (ar pussabrukšanas periodu attiecīgi 14 un 4,5 miljardi gadu). Šos izotopus var izmantot individuālu zvaigžņu vecuma noteikšanai [32].

Detalizētu ieskatu r-procesa nukleosintēzē var gūt pārskata rakstā [33].

2.4. Zvaigžņu populācijas

Kā jau tika apskatīts iepriekš, Visumā sākotnēji dominēja ūdeņradis un hēlijs. Smagākie elementi radās pēc tam zvaigžņu dzīlēs, kodolsintēzes rezultātā. Sekojoši var paredzēt, ka pašu pirmo zvaigžņu sastāvā praktiski nebija metālu, bet vēlāko paaudžu zvaigznēs metālu saturs laika gaitā pieauga. Zvaigznes mēdz iedalīt trīs populācijās. Metālus nesaturošās zvaigznes, kas radās Visumā vispirms tiek apvienotas III-populācijā (Pop III). Metālnabadzīgās zvaigznes, tādas kā, piemēram, Galaktikas halo zvaigznes pieskaita II-populācijai (Pop II), bet metāliem bagātās zvaigznes, starp kurām ir arī Saule, ir I-populācijas (Pop I) zvaigznes.

Pop III zvaigznes nesaturēja metālus, tādēļ ūdeņraža degšana tajās sākotnēji varēja notikt tikai PP ciklā, līdz ar to tām bija augstāka temperatūra. Ūdeņraža kodola degšanas beigās trīskāršā α -cikla rezultātā jau radās nedaudz oglekļa, un ūdeņraža degšana varēja notikt arī CNO ciklā. Asimptotiskā milžu zara fāzē šīs zvaigznes atšķīrās no metālnabadzīgajām zvaigznēm tikai ar to, ka tajās nebija dzelzs un par alumīniju smagāki elementi.

2.5. Metālnabadzīgās zvaigznes

Ilgu laiku tika uzskatīts, ka visām zvaigznēm ir līdzīgs ķīmiskais sastāvs, kā Saulei. Taču pagājušā gadsimta 40. gados dažām zvaigznēm tika novērotas neparasti vājas metālu līnijas un [34] nonāca pie slēdziena, ka šīm zvaigznēm ir pazemināts metālu

saturs. Viens no [34] novērotajiem objektiem bija zvaigzne HD 140283 ($[Fe/H] \sim -2,50$), un to mēdz uzskatīt par „klasisku” metālnabadzīgo zvaigžņu etalonu. Pēc kāda laika [35] atklāja zvaigzni CD $-38^\circ 245$ ar $[Fe/H] = -4,0$, kura vairāk kā 20 gadus saglabāja zināmās metāliem nabadzīgākās zvaigznes statusu.

2.1. tabula. Zvaigžņu nomenklatūra pēc to metāliskuma $[Fe/H]$ pēc [36] nomenklatūras.

$[Fe/H]$	Term	Acronym
$> +0.5$	Super metal-rich	SMR
~ 0.0	Solar	—
< -1.0	Metal-poor	MP
< -2.0	Very metal-poor	VMP
< -3.0	Extremely metal-poor	EMP
< -4.0	Ultra metal-poor	UMP
< -5.0	Hyper metal-poor	HMP
< -6.0	Mega metal-poor	MMP

Pagājušā gadsimta astoņdesmitajos gados aizsākās vairāki plaša mēroga metālnabadzīgo zvaigžņu meklējumi, kas veicināja strauju Galaktikas formēšanās un evolūcijas teorijas attīstību (skat. [36], [37]). Atklāto zvaigžņu skaits, kurām $[Fe/H] < -3.5$ gan pagaidām ir ļoti neliels un visas zināmās zvaigznes atrodas intervālā $-5,4 \leq [Fe/H] \leq +0,5$. 2.1. tabulā ir dota [36] ieviestā zvaigžņu nomenklatūra, kas balstīta uz zvaigžņu metāliskumu $[Fe/H]$. Metālnabadzīgo zvaigžņu pētījumu pārskats atrodams publikācijās [36] un [38].

Lai ilustrētu metāliskuma ietekmi zvaigžņu spektrā, 2.3. attēlā ir parādīti divu metāliem nabadzīgu zvaigžņu un Saules spektra apgabali. Kā redzams, samazinoties zvaigznes metāliskumam, strauji samazinās novēroto atomāro līniju skaits zvaigznes spektrā. HE 0107 – 5240 spektrā ir identificējamas tikai

dažas spēcīgākās metālu līnijas. Pop III zvaigznes spektrā metālu līniju vispār nebūtu.

2.5.1. Metālnabadzīgo zvaigžņu iedalījums pēc to ķīmiskā sastāva īpatnībām

Metālnabadzīgās zvaigznes var nodalīt apakšklasēs balstoties uz to ķīmiskā sastāva īpatnībām. Pēc [36] ieteiktās nomenklatūras (skat. 2.2. tabulu) var izdalīt divas galvenās apakšklases: neitronu satveršanas elementiem bagātās ("*neutron-capture-element rich*") metālnabadzīgās zvaigznes un oglekļa bagātās ("*carbon-enhanced*") metālnabadzīgās zvaigznes.

2.2. tabula. Metālnabadzīgo zvaigžņu apakšklases pēc [36].

Neutron-capture-rich stars

r-I	$0.3 \leq [\text{Eu}/\text{Fe}] \leq +1.0$ and $[\text{Ba}/\text{Eu}] < 0$
r-II	$[\text{Eu}/\text{Fe}] > +1.0$ and $[\text{Ba}/\text{Eu}] < 0$
s	$[\text{Ba}/\text{Fe}] > +1.0$ and $[\text{Ba}/\text{Eu}] > +0.5$
r/s	$0.0 < [\text{Ba}/\text{Eu}] < +0.5$

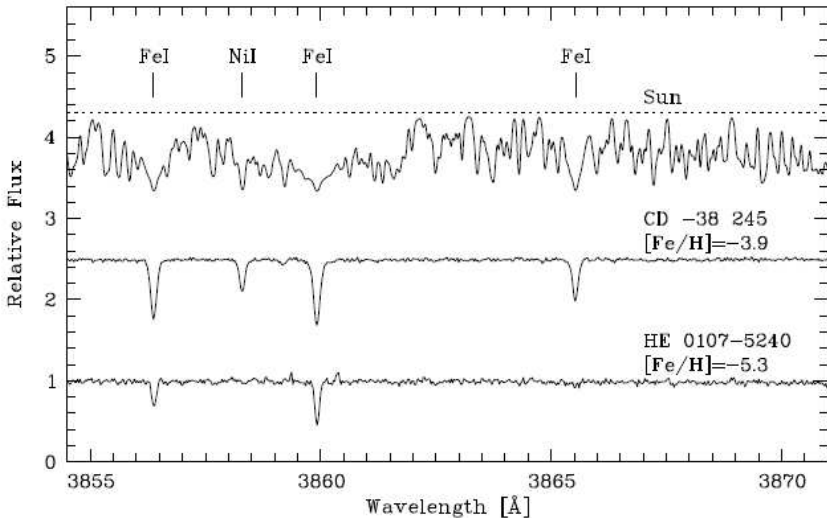
Carbon-enhanced metal-poor stars

CEMP	$[\text{C}/\text{Fe}] > +1.0$
CEMP-r	$[\text{C}/\text{Fe}] > +1.0$ and $[\text{Eu}/\text{Fe}] > +1.0$
CEMP-s	$[\text{C}/\text{Fe}] > +1.0$, $[\text{Ba}/\text{Fe}] > +1.0$, and $[\text{Ba}/\text{Eu}] > +0.5$
CEMP-r/s	$[\text{C}/\text{Fe}] > +1.0$ and $0.0 < [\text{Ba}/\text{Eu}] < +0.5$
CEMP-no	$[\text{C}/\text{Fe}] > +1.0$ and $[\text{Ba}/\text{Fe}] < 0$

Neitronu satveršanas elementiem bagātās metālnabadzīgās zvaigznes

Šī apakšklases ietver r-procesa bagātinātās un s-procesa bagātinātās zvaigznes, kā arī objektus, kuros novērojams abu šo procesu rezultātā ietekmēts ķīmiskais sastāvs ("*r/s-enhanced*"). r-procesa bagātinātās zvaigznes atsevišķi var nodalīt divās kategorijās – mēreni r-procesa bagātinātajās un stipri r-procesa bagātinātajās metālnabadzīgajās zvaigznēs. s- un r- procesa bagātinātās zvaigznes var atdalīt izmantojot bārija un eiropija

koncentrāciju attiecību. s-procesa bagātinājuma rezultātā $[Ba/Eu] = +1,50$, bet r-procesa bagātinājuma gadījumā $[Ba/Eu] = -0,80$ [39].



2.3. attēls. Saules un metālnabadzīgo zvaigžņu CD $-38^{\circ} 245$ un HE 0107 – 5240 spektru salīdzinājums (attēls no [40]).

Oglekļa bagātinātās metālnabadzīgās zvaigznes

Plašajos objektīva prizmu debess apskatos atklājās, ka daudzām ļoti metālnabadzīgām zvaigznēm ir ievērojami paaugstināts oglekļa saturs. Visas metālnabadzīgās zvaigznes, kurām $[C/Fe] > +1,0$ apvieno oglekļa bagātināto metālnabadzīgo zvaigžņu klasē. Līdzīgi kā neitronu satveršanas elementiem bagātajām metālnabadzīgām zvaigznēm arī oglekļa bagātajām metālnabadzīgajām zvaigznēm ir izdalāmas vairākas kategorijas, balstoties uz to s- un r-procesa elementu saturu.

2.5.2. r-procesa bagātinātās metālnabadzīgās zvaigznes

Aptuveni 5% metālnabadzīgo zvaigžņu ar $[Fe/H] < -2,5$ ir stipri paaugstināts r-procesa elementu saturs. Tiek uzskatīts, ka

šādi objekti ir veidojušies no starpzvaigžņu vides, kuru ir bagātinājusi vienas vai vairāku pirmo pārnovu eksplozijās izsviestā viela. Sekojoši, šie objekti satur informāciju par nukleosintēzi pašās senākajās zvaigznēs, kas radās Visuma pirmsākumos. Pirmā r-procesa bagātinātā metālnabadzīgā zvaigzne - CS 22892–052, tika atklāta 1996. gadā [41]. Tās smago neitronu satveršanas elementu relatīvais sadalījums seko Saules r-procesa līknei, kas norāda, ka r-process ir universāls. Nesen atklātā zvaigzne HE 1523–0901 [42] ar $[Fe/H] = -3,0$ uzrāda vislielāko r-procesa elementu bagātinājumu. Šīs klases metālnabadzīgajām zvaigznēm ir iespējams noteikt vecumu izmantojot radioaktīvo izotopu koncentrāciju mērījumus. Pēc šīs metodes novērtētais HE 1523–0901 vidējais vecums ir aptuveni 13 miljardi gadu, kas ir tuvs Visuma vecumam (13,7 miljardi gadu).

2.5.3. s-procesa bagātinātās metālnabadzīgās zvaigznes

Pašreiz zināmās s-procesa bagātinātās metālnabadzīgās zvaigznes ir ar metālu saturu augstāku par $[Fe/H] \sim -3,0$. Pati metāliem nabadzīgākā zvaigzne, kas uzrāda s-procesa elementu bagātinājumu ir CS 22183–015 ($[Fe/H] = -3,1$; [43]). Vēl nav līdz galam izprasta s-procesa norise zema metālliskuma zvaigznēs, taču ir paredzams, ka zemās dzelzs kodolu koncentrācijas dēļ spēja sintezēties neitroniem bagāti kodoli, sevišķi svins. Ir arī atrasti vairāki objekti ar stipri paaugstinātu svina saturu, piemēram, CS 29497–030 $[Pb/Fe] = +3,5$ [44].

Mūsdienās novērojamās s-procesa bagātinātās metālnabadzīgās zvaigznes ir dubultsistēmas, kurās kādā brīdī ir notikusi s-procesa bagātinātās vielas pārplūde no masīvākās AMZ zvaigznes, kura pēc tam ir kļuvusi par balto punduri, uz mazākas masas kompanjonzvaigzni [45].

2.5.4. Oglekļa bagātinātās metālnabadzīgās zvaigznes

No visām zināmajām metālnabadzīgajām zvaigznēm ar $[Fe/H] \leq -2,0$ aptuveni 20% ir oglekļa bagātinātās ($[C/Fe] > +1,0$).

Metāliskuma diapazonā $-4,0 < [\text{Fe}/\text{H}] < -2,0$ pastāv augšējā oglekļa bagātinājuma robeža $[\text{C}/\text{H}] \sim -1,0$ [46, 47]. Tas norāda, ka kādā brīdī Visuma attīstības agrīnajās stadijās tika saražots ievērojams oglekļa daudzums. Pastāv vairākas teorijas kā tieši varēja notikt šī oglekļa sintēze. Viena teorija paredz, ka ogleklis pašās metālnabadzīgākajās oglekļa bagātinātajās zvaigznēs ir pirmās paaudzes zvaigžņu nukleosintēzes rezultāts. Otra teorija cenšas saistīt oglekļa bagātinājumu ar ļoti efektīvu samaisīšanās epizodi, kas hēlija kodola uzliesmojuma laikā nogādāja centrālajos apgabalos uz sintezēto oglekli uz zvaigznes virspusi. Trešā teorija paredz, ka agrīnajās Galaktikas attīstības stadijās vidējas masas zvaigznes strauji evolucionēja, saražojot lielu oglekļa daudzumu AMZ fāzē. Ja šāda AMZ zvaigzne atrodas dubultsistēmā, tad noteikts daudzums oglekļa bagātās vielas varēja tikt nogādāts uz mazākas masas kompanjonzvaigzni. Mūsdienās šo otro, mazākas masas zvaigzni mēs novērojam kā oglekļa bagātinātu metāldeficīta zvaigzni, bet otra komponente pēc AMZ stadijas ir kļuvusi par balto punduri. Tāds modelis izskaidro arī s-procesa elementu bagātinājumu, kāds novērojams aptuveni 80% oglekļa bagātinātajām metālnabadzīgajām zvaigznēm. Šis pats modelis izskaidro arī metāliem bagātāko CH un bārija zvaigžņu evolūciju. Viena no iespējām kā pierādīt, ka novērotā oglekļa bagātinātā metāldeficīta zvaigzne atrodas dubultsistēmā, ir radiālā ātruma variāciju mērījumi [49].

2.5.5. Metālnabadzīgākās Galaktikas zvaigznes

Uz doto brīdi ir zināmas tikai trīs zvaigznes ar $[\text{Fe}/\text{H}] < -4$. 2001. gadā [50] atklāja sarkano milzi HE 0107–5240, ar $[\text{Fe}/\text{H}] = -5,2$. Nedaudz vēlāk, 2004. gadā [51] atklāja HE 1327–2326, kurā dzelzs saturs ir aptuveni 250 000 reižu mazāks nekā Saulē ($[\text{Fe}/\text{H}] = -5,4$). Divus gadus vēlāk [52] atklāja metālnabadzīgo milzi HE 0557–4840 ar $[\text{Fe}/\text{H}] = -4,75$.

Abām $[\text{Fe}/\text{H}] < -5$ zvaigznēm ir novērojams spēcīgs oglekļa un slāpekļa ekscess ($[\text{C}/\text{Fe}] \sim +4$). Neitronu satveršanas elementu līnijas nav novērojamas HE 0107–5240 un HE 0557–4840, bet

HE 1327–2326 spektrā ir detektējamas divas Sr līnijas, pēc kurām var noteikt $[\text{Sr}/\text{Fe}] \sim +1$. Bārija līnijas spektrā nav novērojamas, kas norāda uz zemu Sr/Ba attiecību un liecina, ka šajā zvaigznē esošais stroncijs nav sintezējies galvenā s-procesa ceļā.

Šie ekstremāli metāliem nabadzīgie Visuma objekti tiek plaši izmantoti dažādos agrīnā Visuma evolūcijas procesu teorētiskajos pētījumos, kā arī Pop III zvaigžņu nukleosintēzes izpētē, jo tiek uzskatīts, ka šādu zvaigžņu ķīmisko sastāvu ir ietekmējusi tikai viena, vai dažas pirmās paaudzes pārnovas. Piemēram, HE 0107–5240 ķīmisko sastāvu labi var izskaidrot ar $\sim 25 M_{\odot}$ Pop III pārnovas eksplozijas nukleosintēzi [53].

3. Pētījumos izmantotās metodikas

3.1. Augstas izšķirtspējas spektroskopija

Kvalitatīvai metālnabadzīgo zvaigžņu ķīmiskā sastāva analīzei ir nepieciešami augstas izšķirtspējas ($R \equiv \lambda/\Delta\lambda \geq 45\,000$) spektri, kas ļauj identificēt vājas atomu un jonu līnijas, novērtēt līniju blendēšanās pakāpi un molekulāro līniju ietekmi. Šādu spektru iegūšanai mūsdienās plaši tiek izmantoti ešeleta tipa spektrogrāfi, kuri darbojas vairākās pasaules observatorijās.

Zvaigznei HD 187216 spektrs ($R \approx 45\,000$; $\lambda = 3807 - 9610$ Å) tika iegūts ar Dienvidkorejas BOAO 1,8 m teleskopa BOES spektrogrāfu 2006. gada 13. decembrī, bet zvaigznēm HD 232078 un HD 218732 spektri ($R = 67\,000$; $\lambda = 3700 - 7300$ Å; ekspozīcija attiecīgi 600 s un 1800 s) tika iegūti 2008. gada 24. augustā ar Kanāriju salu 2,56 m Ziemeļvalstu Optiskā Teleskopa¹ (ZOT) FIES spektrogrāfu. Arī zvaigznes HD 209621 spektrs tika uzņemts ar ZOT un FIES spektrogrāfu 2008. gada 24. augustā ($R = 67\,000$).

3.1.1. FIES spektrogrāfs

FIES ("*Fibre-fed Echelle Spectrograph*")² ir augstas izšķirtspējas ešeleta spektrogrāfs, kurš ir izvietots speciālā termiski izolētā telpā ārpus teleskopa ēkas un ar teleskopa fokālo plakni ir savienots ar optisko šķiedru palīdzību. Šāda konstrukcija nodrošina maksimālu mehānisko un termisko stabilitāti, atļaujot augstas precizitātes radiālo ātrumu mērījumus, kā arī akurātu līdzenā lauka normalizācija („*flat fielding*”). Maksimālā izšķirtspēja $R = 67\,000$ tiek sasniegta izmantojot 1”₃ optisko šķiedru. Viļņa garuma kalibrācijai izmanto ThAr salīdzinājuma spektru, kuru var iegūt vienlaicīgi ar debess objekta spektru, tādējādi ļaujot sasniegt kalibrācijas precizitāti līdz pat 4 m/s. Aprēķinātā spektrogrāfa

¹ <http://www.not.iac.es>

² <http://www.not.iac.es/instruments/fies/>

efektivitāte, ņemot vērā atmosfēras un teleskopa optiskās sistēmas ietekmi sasniedz 9% pie 6000 Å viļņa garuma. Uz spektra īso viļņu pusi efektivitāte pakāpeniski krītas līdz ~1% pie 3800 Å, ko galvenokārt nosaka Releja izkliede garajā optiskajā šķiedrā.

3.1.2. Ešlela spektru apstrāde un datu redukcija

Ar ešlela spektrogrāfu iegūtais spektrs ir divdimensionāls attēls, no kura apstrādes procesā tiek iegūts viendimensijas spektrs, kas parāda intensitāti atkarībā no viļņa garuma.

Tipiskās ešlela spektra apstrādes procedūras ir sekojošas:

- **BIAS redukcija** ietver gan spektrogrāfa gaismas detektora - CCD matricas nolasīšanas trokšņu, gan tumsas strāvas, jeb termisko trokšņu novākšanu.
- **Izkliedētās gaismas novākšanu** var veikt izmantojot informāciju par apgaismojuma sadalījumu starp spektrālajām kārtām. Tādējādi veido divdimensionālu izkliedētās gaismas modeli, kuru izmantojot tiek novākta izkliedētās gaismas ietekme spektra kārtās.
- **Līdzenā lauka redukcija** tiek veikta izmantojot atsevišķi iegūtus līdzenā lauka attēlus, kuri var būt, piemēram, debess spektra uzņēmumi. Šī operācija novāc spektrogrāfa optiskās sistēmas ienestos kropļojumus.
- **Spektra ekstrakcija** ļauj no divdimensionālā spektra uzņēmuma iegūt viendimensionālu spektru, definējot spektrālo kārtu pozīcijas.
- **Viļņa garuma kalibrācija** ļauj kalibrēt viļņa garuma skalu izmantojot references ThAr spektru.

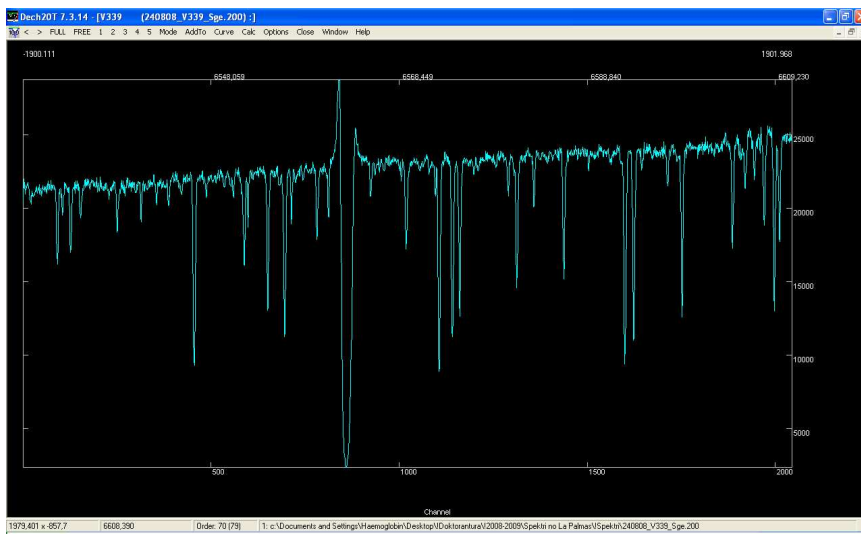
Ar FIES spektrogrāfu uzņemto spektru redukciju veic izmantojot speciāli izstrādāto Python un PyRAF bāzēto programmu paketi FIEStool¹.

¹ <http://www.not.iac.es/instruments/fies/fiestool/FIEStool-manual-1.0.pdf>

3.2. Spektru pirmapstrāde

Lai iegūtos viendimensionālos spektrus tālāk ir izmantotu līniju ekvivalento platumu mērīšanai, vai salīdzināšanai ar sintētisko spektru, ir nepieciešams veikt spektru pirmapstrādi, kuras rezultātā tiek novākti kosmisko staru ienestie defekti, normalizēts kontinuuks, atrasts zvaigznes radiālais ātrums un veikta līniju identifikācija. Visas šīs procedūras var veikt ar programmu DECH20t [54].

3.2.1. Kontinuum normalizācija



3.1. attēls. Programmas DECH20t darba virsma. Redzams zvaigznes HD 232078 spektra apgabals ap $H\alpha$ līniju pirms normalizācijas.

Turpmāk ir nepieciešams veikt spektra kontinuum normalizāciju, jo koncentrāciju noteikšanai svarīgs ir līniju spektrs. Šim nolūkam katrā spektra kārtā tiek vizuāli identificēti iespējamie kontinuum apgabali, kuros tiek atlikti kontinuum punkti. Katrā kārtā tika atlikti vismaz trīs šādi punkti, pēc kuriem kontinuuks

tika aproksimēts ar splainu. Izdalot zvaigznes spektru ar šo kontinuumu funkciju tiek iegūts normalizēts spektrs.

3.2.2. Radiālā ātruma noteikšana un spektrālīniju identifikācija

Pēc kontinuumu normalizācijas ir nepieciešams noteikt zvaigznes spektrālo radiālo ātrumu (zvaigznes kustības ātrumu attiecībā pret novērotāju skata virzienā), pēc spektrālīniju Doplera nobīdes novērotajā spektrā. Radiālo ātrumu pirmajā tuvinājumā atrod identificējot pašas intensīvākās spektrālīnijas, kādas mēdz būt, piemēram, ūdeņraža Balmera sērijas līnijas, Ca II H un K līnijas, vai Na I D1 un D2 līnijas. Precīzāku radiālā ātruma novērtējumu atrod izmērot Doplera nobīdes vairākiem desmitiem iespējami tīrām atomu līnijām, vai arī CN molekulārajām līnijām, ja zvaigzne ir oglekļa bagātināta zvaigzne.

Atrasto radiālā ātruma vērtību sastāda gan novērotāja kustības ātrums attiecībā pret novērojamo zvaigzni, gan zvaigznes kustība attiecībā pret novērotāju un, lai izslēgtu novērotāja kustības ietekmi, iegūtajai radiālā ātruma vērtībai ir jāveic heliocentriskā korekcija. Šī korekcija ņem vērā Zemes orbitālo kustību, diennakts rotāciju, Mēness un Saules sistēmas lielo planētu perturbējošo ietekmi un tiek aprēķināta dotajai observatorijai novērojuma momentā.

Kad ir noteikts zvaigznes radiālais ātrums, var veikt spektrālīniju identifikāciju. Visbiežāk šim mērķim kalpo Saules un Arktura spektrālīniju atlasī [55, 56].

3.3. Atmosfēru modeļi

Zvaigznes redzamās gaismas spektrs formējas fotosfērā – vienā no ārējiem atmosfēras slāņiem un, lai veiktu koncentrāciju aprēķinus svarīgs solis ir zvaigznes atmosfēras modeļa izvēle.

Darbā pārsvarā ir izmantoti hidrostatiskie plakanparalēlie atmosfēru modeļi, kas aprēķināti ar ATLAS9 programmu dažādām T_{eff} , logg un metāliskuma vērtībām, un ir pieejami elektroniski

[57],¹ Katrs šāds modelis parāda, kā mainās zvaigznes atmosfēras fizikālie raksturlielumi – spiediens, temperatūra, elektronu blīvums utt., atkarībā no dziļuma.

3.1. tabula. Saules ATLAS9 atmosfēras modeļa ($T_{\text{eff}} = 5777$ K, $\log g = 4,4377$) struktūra. Parādīti pirmie 5 slāņi. Apraksts tekstā.

2.62383508E-03	3398.7	7.188E+01	6.618E+09	7.359E-04	1.133E-01	1.500E+05
2.62384162E-03	3871.5	7.188E+01	1.301E+10	7.359E-04	8.267E-02	1.500E+05
3.17880896E-03	3901.4	8.709E+01	1.566E+10	8.502E-04	7.839E-02	1.500E+05
4.02509434E-03	3937.8	1.103E+02	1.966E+10	1.019E-03	7.581E-02	1.500E+05
4.97406188E-03	3969.0	1.363E+02	2.409E+10	1.202E-03	7.460E-02	1.500E+05

ATLAS9 modeļatmosfēras ir sadalītas 64 dziļuma slāņos, kuriem ir uzdoti raksturīgie fizikālie parametri (skat. 3.1. tabulu). Tiek pieņemts, ka katrā slānī izpildās hidrostatiskais līdzsvars (spiediens līdzsvaro gravitāciju) un enerģijas pārnese nosaka starojuma procesi. Jāatzīmē, ka hidrostatiskā aproksimācija ir pareiza, ja atmosfērā nenotiek liela mēroga masas kustības un nav dinamiski nozīmīga masas zaudēšana. Svarīgākais pieņēmums ir lokālā termodinamiskā līdzsvara izpildīšanās katrā slānī, kas nozīmē, ka pārnese vienādojumu rēķina pieņemot, ka avota funkcija atbilst absolūti melna ķermeņa starojumam. Pirmajā modeļa kolonnā ir dots masas dziļums (pirmā rindiņa atbilst atmosfēras virsmai), otrajā kolonnā – temperatūra Kelvina skalā, trešajā kolonnā – gāzes spiediens, ceturtajā – elektronu blīvums, piektajā – Rozelanda vidējais absorbcijas koeficients ("*Rosseland mean absorption coefficient*"), sestajā - starojuma spiediens, bet septītajā kolonnā dots mikroturbulences ātrums (m/s).

3.4. Spektrālīniju saraksti

Koncentrāciju noteikšanas precizitāte lielā mērā ir atkarīga no izmantoto spektrālīniju fizikālo parametru precizitātes. Darbā

¹ <http://wwwuser.oat.ts.astro.it/castelli/grids.html>

izmantotie spektrālīniju saraksti ir kompilēti no sekojošiem avotiem:

Atomu un jonu spektrālīniju dati:

VALD ("*Vienna Atomic Line Database*")¹;

DREAM ("*Database on Rare Earths At Mons University*")²;

NIST ("*National Institute of Standards and Technology*")³;

Fe II līniju dati ir ņemti arī no [58].

Molekulāro līniju dati:

C₂ un CN līniju dati ir ņemti no [59] izmantotā līniju saraksta (personīga komunikācija);

CH, MgH, SiH, CaH molekulu līniju dati ir ņemti no Kurucz datu bāzes⁴.

Līniju saraksts tiek veidots speciālā formātā, kā parādīts 3.2. tabulā. Katrai līnijai tiek uzdoti septiņi parametri un arī izmantotais literatūras avots. Pirmo uzdod līnijas viļņa garumu angstrēmos. Otrajā kolonnā dod elementa kodu, kas ir divciparu skaitlis atomu un jonu līnijām, bet trīsciparu skaitlis – molekulu līnijām. Cipari pirms komata norāda elementa kārtas numuru, bet cipars aiz komata – jonizācijas pakāpi (piemēram, 26,0 atbilst neitrāla dzelzs atoma līnijai, bet 26,1 – vienreiz jonizētam Fe atomam, utt.). Molekulu apzīmējums tiek veidots par pirmo ņemot vieglākā elementa kārtas numuru, bet smagākā elementa numurs ir otrais. Piemēram, CN molekula tiek apzīmēta ar 607,0, CH ar 106,0, TiO ar 822,0. Trešajā un ceturtajā kolonnā uzdod attiecīgi spektrālīniju izraisošās elektrona pārejas zemākā un augstākā līmeņa enerģijas E_i un E_k ($1 \text{ eV} = 8065,6 \text{ cm}^{-1}$). Piektajā kolonnā ir uzdots zemākā līmeņa statistiskā svāra g un pārejas oscilatora stipruma f reizinājuma logaritms $\log(gf)$. Sestajā kolonnā uzdod Fudža

¹ <http://vald.astro.univie.ac.at/~vald/php/vald.php>

² <http://w3.umons.ac.be/~astro/dream.shtml>

³ http://physics.nist.gov/PhysRefData/ASD/lines_form.html

⁴ <http://kurucz.harvard.edu>

faktoru, kuru var izmantot līnijas van der Vālsa paplašināšanās aprēķiniem, bet septītajā kolonnā norāda pārejas tipu tādā formā, ka „01” atbilst s-p pārejai, „12” – p-d pārejai, utt. („99” ja pārejas tips nav zināms, vai arī nav aprakstāms ar šādu pieeju).

3.2. tabula. Koncentrāciju noteikšanai izmantojamā spektrālīniju saraksta formāts.

Viļņa garums (Å)	Elementa kods	E_i (cm ⁻¹)	E_k (cm ⁻¹)	log(<i>gf</i>)	Fudge factor	Pārejas tips	Atsauce
4045.813	26.0	11976	36686	0.280	1.000	01	NIST

3.5. Atmosfēru modeļu metode

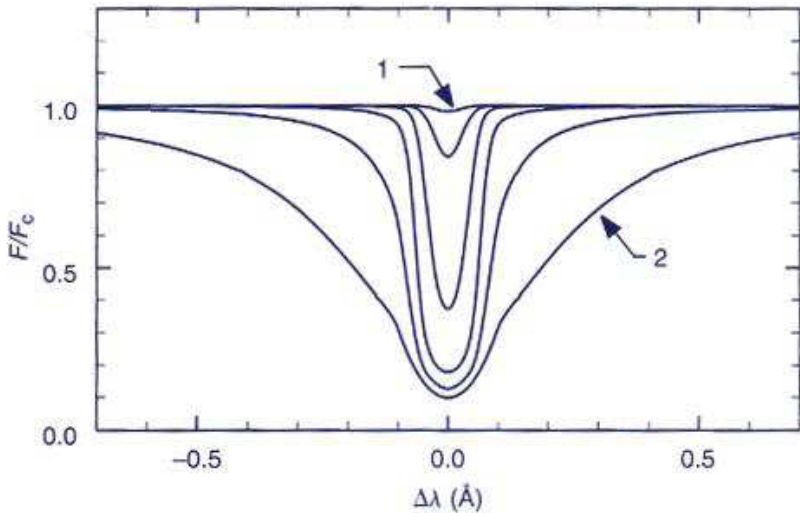
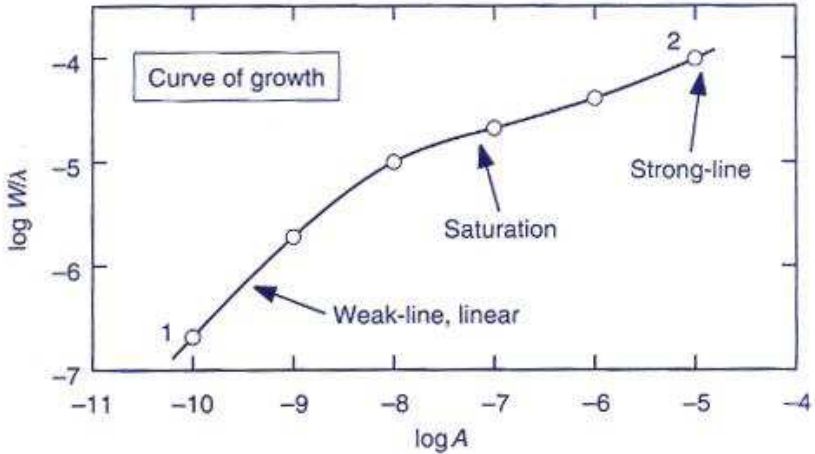
Šīs koncentrāciju noteikšanas metodes pamatā ir spektrālīniju ekvivalentā platuma un elementa koncentrācijas sakarības, jeb augšanas līknes izmantošana. Katrai pētāmajai spektrālīnijai tiek izmērīts ekvivalentais platums, kuru salīdzina ar aprēķināto teorētisko augšanas līkni un atrod elementa koncentrāciju.

3.5.1. Augšanas līkne

Spektrālīnijas intensitāte pieaug proporcionāli atbilstošā ķīmiskā elementa koncentrācijas pieaugumam zvaigznes atmosfērā, taču šī sakarība nav vienkārša proporcionalitāte.

3.2. attēlā ir parādīta Fe I 6065 Å līnijas profila un ekvivalentā platuma teorētiskā atkarība no dzelzs satura (log *A*), jeb augšanas līkne. Katras spektrālīnijas augšanas līknei var izdalīt trīs daļas. Vājām līnijām dominē Doplera kodols un ekvivalentais platums aug lineāri līdz ar elementa saturu, veidojot līknes lineāro daļu. Kad līnijas centrālais dziļums tuvojas maksimālajai vērtībai, tā pakāpeniski kļūst piesātināta un ekvivalentais platums pieaug daudz lēnāk, elementa saturam turpinot pieaugt. Trešajā augšanas

līknes posmā spektrālīnijai jau ir novērojama spēcīga absorbcija spārnos un ekvivalentais platums turpina pieaugt aptuveni proporcionāli $A^{1/2}$.



3.2. attēls. Fe I 6065 Å līnijas ekvivalentā platuma (augšā) un profila (apakšā) teorētiskā atkarība no dzelzs satura ($\log A$). Punkti uz augšanas līknes atbilst spektrālīniju profiliem, kas attēloti apakšējā daļā. (attēls no [60]).

3.5.2. Lokālā termodinamiskā līdzsvara aproksimācijas pielietojamība

Lokālā termodinamiskā līdzsvara (LTL) aproksimācija koncentrāciju aprēķinos ir pieņemama, ja vidē, kur formējas spektrālīnijas, sadursmēs inducēto pāreju un starojuma inducēto pāreju skaita attiecība ir liela. Šādi apstākļi parasti izpildās fotosfēras dziļākajos slāņos vairumam zvaigžņu. Arī gadījumā, ja dotā attiecība ir neliela, LTL aproksimācija var tikt pielietota, taču tikai, ja starojuma ceļā zaudētā enerģija ir maza salīdzinājumā ar tilpumā pastāvošo starojuma lauku. Tādēļ ārējiem fotosfēras slāņiem, no kuriem notiek efektīva enerģijas aizplūde apkārtējā telpā, LTL aproksimācija nav pielietojama. Ņemot vērā, ka intensīvu līniju centrālā daļa formējas pašos augšējos fotosfēras slāņos, ar LTL aproksimāciju nav iespējams pareizi aprakstīt šādu līniju centrālās daļas profilu, kaut arī spārnus, kas formējas dziļākos slāņos tā apraksta labi. Vēl ir atzīmējami divi gadījumi, kad LTL aproksimācija ir vāji pielietojama. Viens no tiem ir karstās O klases zvaigznes, kurās spēcīgā starojuma lauka inducēto pāreju skaits dominē pār sadursmju ceļā inducēto pāreju skaitu. Pārmilžu retinātajās atmosfērās sadursmju inducēto pāreju skaits ir ļoti mazs, līdz ar to arī šeit LTL pielietojamība ir ierobežota.

3.5.3. Zvaigznes atmosfēras parametru novērtēšana

Ķīmisko elementu koncentrāciju noteikšanai ar modeļatmosfēru metodi svarīgs solis ir pētāmo zvaigžņu atmosfēras parametru T_{eff} , $\log g$ un ξ_t noteikšana.

Efektīvās temperatūras noteikšanai var izmantot fotometrijas datus un [61] kalibrācijas $B - V$ un $V - K$ krāsu indeksiem. Pētāmajiem objektiem bija pieejama informācija par fotometriju B un V filtrā no kataloga NOMAD [62] un infrasarkanajā K filtrā no 2MASS kataloga [63]. Atkarībā no zvaigznes izvietojuma Galaktikā, tās starojumu var ievērojami ietekmēt izkliede starpzvaigžņu vidē, kā rezultātā novērotie krāsu indeksi ir jākorrigē par starpzvaigžņu vides nosarkumu. Nosarkuma ("*color excess*")

$E(B - V)$ novērtēšanai tika izmantotas divas metodes – nosarkuma augšējā robeža tika novērtēta pēc [64] kartēm, bet objektiem, kuru spektros bija novērojamas starpzvaigžņu vides Na D1 līnijas, tika izmantota [65] kalibrācija, kas saista starpzvaigžņu Na D1 līnijas ekvivalento platumu un nosarkumu. Tā kā [61] kalibrācijas ir atkarīgas arī no zvaigznes metāliskuma, T_{eff} vērtības tika noteiktas balstoties uz literatūrā pieejamo informāciju par doto objektu [Fe/H].

Otrs ceļš kā noteikt zvaigznes efektīvo temperatūru, ir izmantojot spektroskopiju. Šim nolūkam parasti tiek atlasīta tīru Fe I līniju kopa ar dažādām ierosmes potenciāla vērtībām un, rēķinot atbilstošo dzelzs koncentrāciju katrai līnijai pie dažādām T_{eff} vērtībām, tiek pieprasīts, lai aprēķinātā Fe koncentrācija nebūtu atkarīga no līnijas ierosmes potenciāla. Efektīvās temperatūras vērtība, pie kuras šis nosacījums izpildās ir meklētā zvaigznes spektroskopiski noteiktā efektīvā temperatūra.

Virsmas smaguma spēka paātrinājuma logaritmu $\log g$ var novērtēt pēc standarta sakarības:

$$\log g_* = 0.4(M_{V*} + BC - M_{BOL}^{\odot}) + \log g_{\odot} + 4 \log \frac{T_{\text{eff}}^*}{T_{\text{eff}}^{\odot}} + \log \frac{m_*}{m_{\odot}} \quad (1)$$

kur ar zvaigznīti ir atzīmēti pētāmās zvaigznes raksturlielumi, M_V ir absolūtais vizuālais zvaigžņlielums, BC ir bolometriskā korekcija un M_{BOL} ir absolūtais bolometriskais zvaigžņlielums. Dotā sakarība ir pielietojama objektiem, līdz kuriem ir labi zināms attālums, bet tā kā metālnabadzīgās zvaigznes pārsvarā izvietojas tālu Galaktikas halo apgabalā, $\log g$ novērtēšanai efektīvāka ir spektroskopiskā metode.

Spektroskopiskās metodes pamatā ir dzelzs jonizācijas līdzsvara nosacījums, t.i., tiek meklēta $\log g$ vērtība, pie kuras Fe I un Fe II līnijas dod vienu un to pašu dzelzs koncentrāciju.

Mikroturbulences ātruma ξ_t vērtība tiek atrasta spektroskopiski, pēc nosacījuma, ka atsevišķām Fe I līnijām

atbilstošā dzelzs koncentrācija nedrīkst būt atkarīga no līniju ekvivalentā platuma.

Apskatītās atmosfēru galveno parametru noteikšanas spektroskopiskās metodes ir iteratīvas, kas nozīmē, ka nosakot vienu no parametriem, ir jāpārbauda un, ja nepieciešams, jāprecizē citu parametru vērtības, līdz tiek iegūta parametru vērtību kopa, kurai izpildās visi nepieciešamie nosacījumi.

3.5.4. Koncentrāciju noteikšana

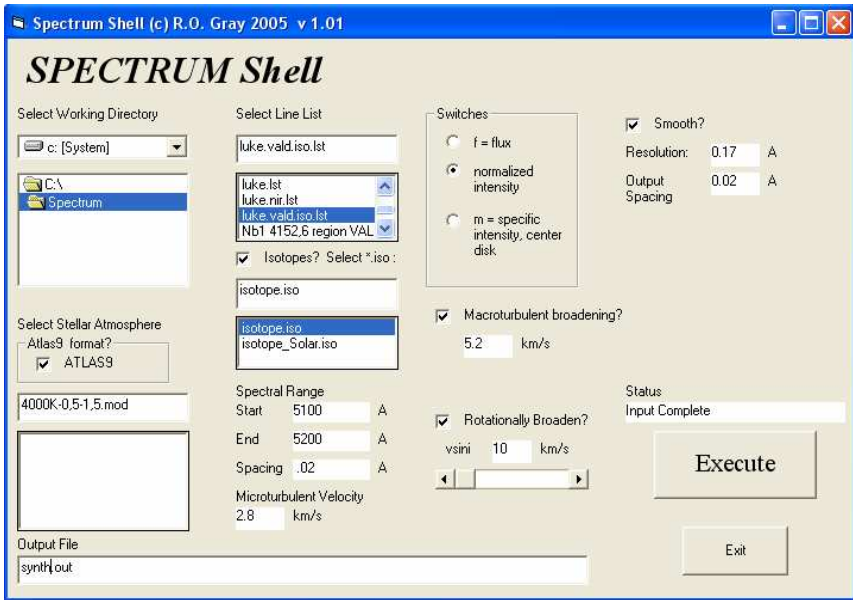
Kad ir zināmas zvaigznes atmosfēras fizikālo parametru vērtības, var izvēlēties atbilstošāko atmosfēras modeli un sākt koncentrāciju aprēķinus. Šim nolūkam tiek meklētas iespējami tīras elementu un jonu līnijas novērotajā spektrā, mērīti to ekvivalentie platumi, pēc kuriem, izmantojot programmu ABUNDANCE [66], attiecīgi tiek atrastas koncentrācijas. Modeļatmosfēru metode ir efektīva, ja ir noteikti ekvivalentie platumi vairākām, tīrām elementa spektrālīnijām. Ja ir tikai viena līnija, vai arī spektrālīnijas ir ievērojami blendētas, modeļatmosfēru metode ir neprecīza un daudz piemērotāka šādiem gadījumiem ir spektru sintēzes metode (skat. 3.6. apakšnodaļu).

3.6. Spektru sintēzes metode

Kad ir zināmi pētāmās zvaigznes atmosfēras parametri, ķīmisko elementu koncentrāciju noteikšanai efektīvi var pielietot spektru sintēzes metodi. Tā no modeļatmosfēru metodes atšķiras ar to, ka šeit tiek sintezēts zvaigznes spektra apgabals ap pētāmo spektrālīniju, pie noteiktas elementa koncentrācijas un salīdzināts ar novēroto zvaigznes spektru. Šādi tiek ņemta vērā arī citu spektrālīniju ietekme, kas īpaši nozīmīgi ir molekulām bagātām zvaigznēm.

3.6.1. Programma SPECTRUM

Spektru sintēzei tika izmantota programma SPECTRUM [66], kas paredzēta gan UNIX, LINUX, gan arī Windows operētājsistēmas videi. SPECTRUM ir sintētisko spektru sintēzes programma, kas ērti izmantojama ar plakanparalēlajiem Kurucz un ATLAS9 atmosfēru modeļiem un sintezē zvaigznes diska summāro normalizētas intensitātes spektru lokālā termodinamsikā līdzsvara pielietojamības gadījumā. SPECTRUM atbalsta 310 ķīmisko elementu izotopu un vairāku divatomu molekulu (H_2 , CH, NH, OH, MgH, SiH, CaH, SiO, C_2 , CN, CO, TiO un ZrO) spektru sintēzi.

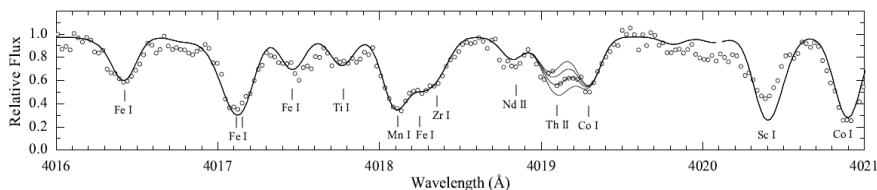


3.3. attēls. Spektru sintēzes programmas SPECTRUM darba virsma.

Programmas spectrum darbavirsma ir parādīta 3.3. attēlā. Uz tās ir izvietoti vairāki ievades bloki. Ailē „Select Stellar Atmosphere” tiek izvēlēts sintēzei izmantojamais zvaigznes

atmosfēras modelis. Ailēs „Select Line List” un „Isotopes” tiek izvēlēti attiecīgi sintezējamo līniju saraksts un informācija par elementa izotopu relatīvajām attiecībām. Zemāk, ailē „Spectral Range” norāda sintezējamo spektra diapazonu un soli („Spacing”), bet ailē „Microturbulent Velocity” ieraksta mikroturbulences ātruma vērtību. Tā kā sintētiskais spektrs tiek aprēķināts ar noteiktu soli, kas parasti ir angstrēma simtās, vai tūkstošās daļas, t.i., tiek uzsynetizēts ļoti augstas izšķirtspējas spektrs, kas pēc tam ir „jāgludina”, lai to salīdzinātu ar reālo zvaigznes spektru. Šo operāciju sauc par konvolūciju un tās parametrus (izšķirtspēju un soli) uzsdod ailē „Smooth”. Ja zvaigznes atmosfērā ir izteikta makroturbulence, vai arī tās spektru ietekmē rotācijas kustība, ailēs „Macroturbulent broadening” un „Rotationally Broaden”, var norādīt attiecīgo parametru vērtības.

3.6.2. Koncentrāciju noteikšana ar sintēzes metodi



3.4. attēls. Zvaigznes HD 218732 Th II 4019,1 Å līnijas apgabala sintēze. Novērotais spektrs ir attēlots ar tukšajiem aplīšiem, bet četras sintētiskā spektra līknes parāda vislabāk aprakstošo sintētisko spektru pie $\log \epsilon(\text{Th}) = -1,70$, spektru bez torija līnijas un spektrus ar torija koncentrāciju $\pm 0,5$ dex.

Spektru sintēzes programma SPECTRUM izmanto spektrālīniju sarakstus, kuriem ir tāds pats formāts, kā jau apskatītajai programmai ABUNDANCE. Atšķirība ir tikai tā, ka šeit netiek norādīts līnijas ekvivalentais platums un sarakstā tiek ienestas visas dotajā apgabalā esošās spektrālīnijas.

Lai noteiktu ķīmiskā elementa koncentrāciju ir nepieciešams synetizēt spektru ar dažādām elementa koncentrācijām, atrodot tādu

koncentrāciju, pie kuras sintētiskais spektrs vislabāk sakrīt ar novēroto spektru, kā tas parādīts 3.4. attēlā zvaigznes HD 218732 Th II 4019,1 Å līnijas apgabala sintēzes gadījumā.

3.7. Kļūdu novērtēšana

Koncentrāciju analīzē tiek ņemti vērā divi galvenie kļūdu avoti. Gadījuma kļūda, ko izraisa pieņemto gf vērtību nenoteiktības, līniju ekvivalento platumu mērījumu kļūdas un kontinuum normalizācijas kļūdas un sistemātiskā kļūda, kuru izraisa pieņemto atmosfēras parametru nenoteiktība. Koncentrāciju noteikšanu ietekmē arī izmantotā atmosfēras modeļa tips, taču tā kā lielākajā daļa pētījumu izmanto plakanparalēlos atmosfēru modeļus, vērā ņemamas atšķirības starp šajā darbā izdarītajiem slēdzieniem un citu autoru rezultātiem nav sagaidāmas.

Elementiem, kuru koncentrāciju noteikšanai tika izmantoti trīs vai vairāk līniju mērījumi, gadījuma kļūda σ tika novērtēta kā koncentrācijas standartnovirze visām izmantotajām līnijām. Ja koncentrācijas noteikšanai ir izmantota viena vai divas līnijas, gadījuma kļūda ir novērtēta kā vidējā gadījuma kļūda no visiem elementiem, kuriem ir mērītas trīs vai vairāk spektrālīnijas. Ar spektru sintēzi noteikto koncentrāciju gadījuma kļūda tiek novērtēta vizuāli, salīdzinot sintētiskos spektrus pie dažādām koncentrācijām ar reālo spektru.

Sistemātiskā kļūda δ , kuru izsauc atmosfēras parametru nenoteiktība, tiek novērtēta aprēķinot elementu koncentrācijas, mainot atmosfēras parametru (T_{eff} , $\log g$, ξ_t , $[M/H]$) vērtības par attiecīgo atmosfēras parametru noteikšanas kļūdas intervālu. Piemēram, ja efektīvās temperatūras noteikšanas kļūda ir $\sigma(T_{\text{eff}}) = 100$ K, tad elementa koncentrācija tiek aprēķināta izmantojot atmosfēras modeļus ar $T_{\text{eff}} + 100$ K un $T_{\text{eff}} - 100$ K, tādējādi nosakot efektīvās temperatūras noteikšanas kļūdas ietekmi uz iegūto koncentrāciju. Koncentrācijas variācija, ko nosaka izmantotā modeļa $[M/H]$ nenoteiktība parasti ir ļoti niecīga un to

kļūdu aprēķinos bieži vien neņem vērā. Sekojoši kopējo sistemātisko kļūdu atrod pēc formulas:

$$\delta = \sqrt{\delta_{T_{eff}}^2 + \delta_{\log g}^2 + \delta_{\xi}^2}$$

Kopējā koncentrācijas noteikšanas kļūda Δ tiek atrasta summējot gadījuma un sistemātisko kļūdu:

$$\Delta = \sqrt{\sigma^2 + \delta^2}$$

Aprakstītā koncentrāciju kļūdu noteikšanas procedūra neiekļauj iespējamās sistemātiskās kļūdas, kas var rasties no 3D efektiem, novirzēm no LTL („*non-LTE*”), aprēķinos iztrūkstošas molekulārās absorbcijas, kā arī novirzēm no mērogota Saules ķīmiskā sastāva („*scaled Solar composition*”). 3D efekti visnozīmīgākie ir oglekļa un slāpekļa koncentrācijām, kuras parasti tiek noteiktas izmantojot molekulāro līniju sintēzi.

4. Rezultāti un diskusija

4.1. Metālnabadzīgo zvaigžņu HD 218732 un HD 232078 spektroskopija

4.1.1. HD 232078

HD 232078 (V339 Sge) ir auksta metālnabadzīga Galaktikas halo zvaigzne, kas ir tikusi iekļauta vairākos Galaktikas halo ķīmiskā sastāva pētījumos, kā arī metālnabadzīgo sarkano milžu masas zaudēšanas procesu pētījumos. [67] klasificēja HD 232078 kā K3 Isp spektrālās klases objektu ar radiālo ātrumu $-387,1$ km/s un kustību pret Galaktikas rotācijas virzienu. [68] publicētais zvaigznes radiālais ātrums ir $-390,5$ km/s, kā arī autori atzīmē mainīgu emisiju H α līnijas profilā. Nedaudz vēlāk [89] noteica, ka H α emisija ir stipri mainīga, piedzīvojot ievērojamas izmaiņas pat mazāk nekā gada laikā. Tika atklāts arī, ka zvaigznei piemīt fotometriskais mainīgums ar 0,35 mag amplitūdu [69], kāds raksturīgs daudzām lodveida kopu zvaigznēm. Analizējot vairāk kā 7000 dienu ilgā laika periodā iegūtos radiālā ātruma novērojumus [70] secina, ka HD 232078 radiālā ātruma izmaiņās nepastāv periodiskums.

4.1.2. HD 218732

Vadoties pēc [71], HD 218732 (LS Aqr) ir Galaktikas halo metālnabadzīgais sarkanais milzis ar $T_{\text{eff}} = 3900$ K, $\log g = 0,2$, $[\text{Fe}/\text{H}] = -2,0$. Šī zvaigzne ir ienesta Vispārīgajā Maiņzvaigžņu Katalogā ("*General Catalogue of Variable Stars*", GCVS) kā pusregulāra SRD: tipa maiņzvaigzne ar 0,28 mag amplitūdu un 269 dienu periodu. Radiālā ātruma izmaiņu pētījumi [71] liecina, ka pastāv $567,0 \pm 4,4$ dienu periods, kas varētu būt saistīts ar dubultsistēmas orbitālo kustību.

4.1. tabula. No literatūras apkopotie dati par zvaigznēm
HD 218732 un HD 232078.

Zvaigzne	V	$B-V$	$b-y$	$V-K$	$E(B-V)$	M_V	$T_{\text{eff}}(\text{K})$	$\log g$	$\xi_i (\text{km s}^{-1})$	[Fe/H]	Ref.
HD 232078	8,59	1,75	1,45	4,58	-	-2,5	-	-	-	-	[69]
	-	2,04	1,45	4,6	-	-	4000	0,4	3,0	-1,6	[72]
	-	-	-	-	-	-	3958	-0,22	-	-1,73	[73]
	8,7	2,03	1,45	-	0,25	-2,0	-	-	-	-	[74]
	-	-	-	-	-	-	4000	0,75	2,5	-1,70	[75]
	-	-	1,45	-	0,5	-2,5	4000	0,3	2,6	-1,54	[76]
	-	-	-	-	-	-	3850	-0,2	2,2	-1,55	[77]
	-	-	-	-	-	-1,89	3875	0,93	2,1	-1,69	[78]
	8,62	2,03	-	-	-	-	3850	-0,2	2,2	-1,57	[79]
	-	-	-	-	0,56	-2,15	4000	0,57	-	-1,54	[70]
HD 218732	-	-	1,05	3,60	0,03	-2,8	3900	0,2	-	-2,0	[71]
	8,47	-	-	-	-	-2,8	3900	0,2	-	-2,0	[80]

4.1.3. Atmosfēru parametri

Izmantojot 4.1. tabulā apkopotos fotometrijas datus bija iespējams novērtēt abu zvaigžņu efektīvo temperatūru. HD 232078 atrodas tuvu Galaktikas plaknei, tādēļ, lai pēc šīs metodes noteiktu T_{eff} vērtību, ir svarīgi pēc iespējas precīzāk novērtēt starpzvaigžņu vides radīto nosarkumu. Pēc [64] kartēm noteiktā vērtība $E(B-V) = 1,591$ mag ir uzskatāma par augšējo robežu. Izmērot starpzvaigžņu vides Na D1 līnijas ekvivalento platumu, pēc [65] kalibrācijas izriet, ka $E(B-V) = 0,134$ mag, un sekojoši $(B-V)_0 = 1,729$ and $(V-K)_0 = 4,049$. Iegūtā $(V-K)_0$ vērtība labi saskan ar [75] atrasto vērtību pēc CO indeksa un $V-K$ krāsas sakarības. Kalibrācijas [61] noved pie rezultāta $T_{\text{eff}} \approx 3700$ K zvaigznei HD 232078.

Zvaigznei HD 218732 starpzvaigžņu vides radītais nosarkums ir ļoti niecīgs, $E(B-V) = 0,034$ mag. Pēc krāsu indeksiem $(B-V)_0 = 1,492$ and $(V-K)_0 = 3,461$ izmantojot [61] kalibrācijas, iegūst, ka $T_{\text{eff}} = 3950$ K.

Efektīvā temperatūra tika noteikta arī izmantojot spektroskopisko metodi pēc 81 un 180 Fe I līnijām attiecīgi zvaigznēm HD 232078 un HD 218732. Pēc šīs metodes iegūts, ka $T_{\text{eff}} = 4000$ K un $T_{\text{eff}} = 4200$ K attiecīgi HD 232078 un HD 218732. Tā kā abas zvaigznes ir fotometriski mainīgas un izmantotie krāsu indeksi temperatūru noteikšanai neatbilst spektra

uzņēmuma brīdīm, turpmākajos pētījumos tika izmantotas spektroskopiski noteiktās T_{eff} vērtības.

Virsmas smaguma spēka paātrinājuma logaritma $\log g$ atrašanai arī tika pielietota spektroskopiskā metode. Zvaigznei HD 232078 pēc 19 Fe II un 81 Fe I līnijām noteikts $\log g = 0,50$, bet zvaigznei HD 218732 pēc 16 Fe II un 180 Fe I līnijām tika iegūts $\log g = 0,50$.

Spektroskopiski noteiktie mikroturbulences ātrumi zvaigznēm HD 232078 un HD 218732 ir attiecīgi $\xi_t = 2,0$ km/s un $\xi_t = 2,4$ km/s.

Lai ilustrētu atmosfēras parametru noteikšanas precizitāti un korektumu, 4.1. attēlā ir atlikta dzelzs koncentrācija atkarībā no zemākā līmeņa ierosmes potenciāla, līnijas ekvivalentā platuma un viļņa garuma.

4.1.4. Ķīmiskā sastāva analīze un rezultāti

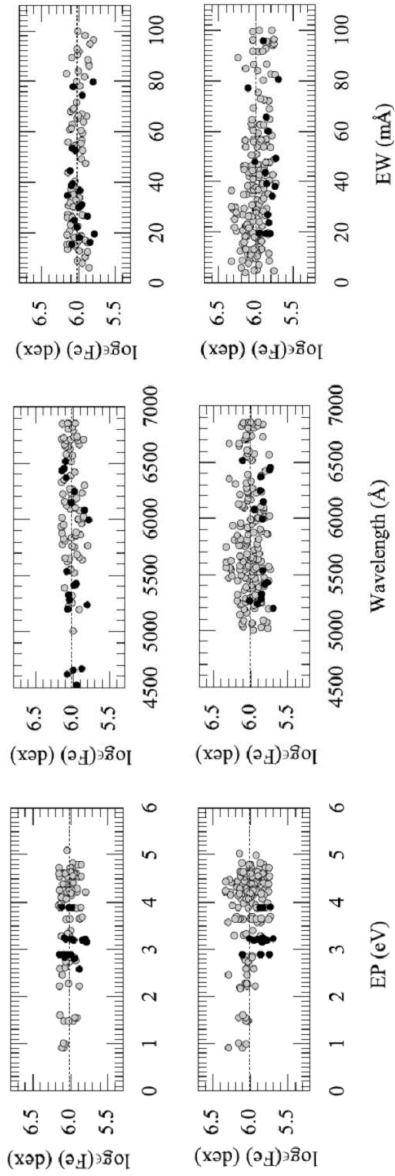
Pēc iegūto augstas izšķirtspējas spektru analīzes ir noteiktas koncentrācijas vairāk nekā 30 ķīmiskajiem elementiem. Desmit elementiem, tādiem kā Sr, Nb, Ru un citiem neitronu satveršanas elementiem koncentrācijas tika noteiktas pirmo reizi. Rezultāti ir apkopoti 4.2. un 4.3. tabulās.

Koncentrāciju analīzes rezultātā ir noteikts, ka abas pētītās zvaigznes ir metālnabadzīgas, ar $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -1,50$. Dzelzs grupas elementu relatīvais saturs ir līdzīgs kā vairumam Galaktikas halo zvaigznēm.

Zvaigznē HD 232078 tika konstatēta litija Li I 6707,8 Å līnija, pēc kuras bija iespējams noteikt litija koncentrāciju. Turpretī HD 218732 spektrā litija līnijas nav konstatējamas.

Oglekļa koncentrācijas tika atrastas sintezējot CH molekulas 4323 Å joslu, jo abās zvaigznēs molekulu absorbcijas līnijas ir samērā vājas. Izotopisko attiecību $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ noteikt nebija iespējams, tādēļ aprēķinos tika izmantota Saules vērtība.

CN molekulas joslas abu zvaigžņu spektros ir ļoti vājas un slāpekļa koncentrācijas noteikšanai tika sintezēts 7200 – 7300 Å apgabals, kas satur vairākas vājas CN līnijas. Skābekļa koncentrā-



4.1. attēls. Dzelzs koncentrācija, kas noteikta pēc Fe I (pelēkie aplīši) un Fe II (melnie aplīši) līnijām, atlikta atkarībā no ierosmes potenciāla, līnijas ekvivalentā platuma un viļņa garuma. Horizontālās pārtrauktās līnijas norāda vidējo Fe I koncentrācijas vērtību. Augšējā rindā ir HD 232078 dati, bet apakšējā HD 218732 dati.

4.2. tabula. HD 218732 koncentrācijas.

Ion	Z	$\log \epsilon_{\odot}$	$\log \epsilon_{*}^a$	σ^b	n^c	[M/H]
Li I	3	< 1.05	< -1.10*	0.13	1	< -2.15
C I	6	8.43	6.60*	0.13	-	-1.83
N I	7	7.83	7.40*	0.13	-	-0.43
O I	8	8.69	7.83*	0.13	1	-0.86
Na I	11	6.24	4.87	0.15	5	-1.37
Mg I	12	7.60	6.45	0.13	4	-1.15
Al I	13	6.45	4.95*	0.13	2	-1.50
Si I	14	7.51	6.59	0.16	20	-1.02
Ca I	20	6.34	5.11	0.11	15	-1.23
Sc II	21	3.15	1.68	0.13	15	-1.47
Ti I	22	4.95	3.78	0.09	58	-1.17
Ti II	22	4.95	3.83	0.12	13	-1.12
V I	23	3.93	2.66	0.10	25	-1.27
V II	23	3.93	2.68	0.13	2	-1.25
Cr I	24	5.64	4.18	0.11	11	-1.46
Cr II	24	5.64	4.35	0.16	6	-1.29
Mn I	25	5.43	3.81	0.20	9	-1.62
Fe I	26	7.50	6.01	0.13	180	-1.49
Fe II	26	7.50	5.86	0.10	16	-1.64
Co I	27	4.99	3.65	0.13	21	-1.34
Ni I	28	6.22	4.71	0.10	44	-1.51
Cu I	29	4.19	2.55	0.15	3	-1.64
Zn I	30	4.56	3.03	0.13	2	-1.53
Sr I	38	2.87	1.15*	0.13	1	-1.72
Sr II	38	2.87	1.43*	0.13	2	-1.44
Y I	39	2.21	0.41	0.50	2	-1.80
Y II	39	2.21	0.79	0.07	5	-1.42
Zr I	40	2.58	1.09	0.38	6	-1.49
Zr II	40	2.58	1.45	0.13	2	-1.13
Nb I	41	1.46	0.30*	0.14	4	-1.16
Mo I	42	1.88	0.67	0.13	2	-1.21
Ru I	44	1.75	0.70*	0.13	2	-1.05
Ba II	56	2.18	0.54	0.06	3	-1.64
La II	57	1.10	-0.01	0.16	5	-1.11
Ce II	58	1.58	-0.19	0.16	7	-1.77
Pr II	59	0.72	-0.47	0.16	2	-1.19
Nd II	60	1.42	0.13	0.10	9	-1.29
Sm II	62	0.96	-0.30*	0.14	3	-1.26
Eu II	63	0.52	-0.70*	0.13	1	-1.22
Pb I	82	1.75	0.30*	0.13	1	-1.45
Th II	90	0.02	-1.70*	0.13	1	-1.72

^a Ar zvaigznīti ir atzīmētas koncentrācijas, kas noteiktas izmantojot spektru sintēzi.

^b σ ir koncentrācijas dispersija.

^c n ir kopējais spektrālīniju skaits, kas izmantots koncentrācijas noteikšanai.

4.3. tabula. HD 232078 koncentrācijas.

Ion	Z	$\log \epsilon_{\odot}$	$\log \epsilon_{*}$ ^a	σ ^b	n ^c	[M/H]
Li I	3	1.05	-0.55*	0.14	1	-1.60
C I	6	8.43	7.62*	0.14	-	-0.81
N I	7	7.83	6.70*	0.14	-	-1.13
O I	8	8.69	8.26*	0.14	1	-0.43
Na I	11	6.24	4.67	0.12	5	-1.57
Mg I	12	7.60	6.54	0.15	4	-1.06
Al I	13	6.45	4.81*	0.14	2	-1.64
Si I	14	7.51	6.61	0.18	20	-0.90
Ca I	20	6.34	5.23	0.14	26	-1.11
Sc II	21	3.15	1.76	0.14	12	-1.39
Ti I	22	4.95	3.86	0.11	46	-1.09
Ti II	22	4.95	3.96	0.16	11	-0.99
V I	23	3.93	2.69	0.13	23	-1.24
V II	23	3.93	2.67	0.14	1	-1.26
Cr I	24	5.64	4.27	0.10	19	-1.37
Cr II	24	5.64	4.62	0.16	6	-1.02
Mn I	25	5.43	3.92	0.05	9	-1.51
Fe I	26	7.50	6.01	0.09	81	-1.49
Fe II	26	7.50	6.00	0.10	19	-1.50
Co I	27	4.99	3.74	0.17	15	-1.25
Ni I	28	6.22	4.82	0.15	38	-1.40
Cu I	29	4.19	2.75	0.24	2	-1.44
Zn I	30	4.56	3.29	0.14	2	-1.27
Sr I	38	2.87	1.10*	0.14	1	-1.77
Sr II	38	2.87	1.50*	0.14	2	-1.37
Y I	39	2.21	0.40	0.43	4	-1.81
Y II	39	2.21	1.14	0.10	5	-1.07
Zr I	40	2.58	0.99	0.41	9	-1.59
Zr II	40	2.58	1.51	0.16	3	-1.07
Nb I	41	1.46	0.35*	0.13	3	-1.11
Mo I	42	1.88	0.75	0.14	2	-1.13
Ru I	44	1.75	0.65*	0.13	4	-1.10
Ba II	56	2.18	0.38	0.13	3	-1.80
La II	57	1.10	-0.11	0.20	6	-1.21
Ce II	58	1.58	0.02	0.14	5	-1.56
Pr II	59	0.72	-0.40	0.15	2	-1.12
Nd II	60	1.42	0.20	0.16	12	-1.22
Sm II	62	0.96	-0.10*	0.13	3	-1.06
Eu II	63	0.52	-0.55*	0.14	1	-1.07
Hf II	72	0.85	-0.30*	0.14	1	-1.15
Pb I	82	1.75	0.80*	0.14	1	-0.95
Th II	90	0.02	-1.50*	0.14	2	-1.52

^a Ar zvaigznīti ir atzīmētas koncentrācijas, kas noteiktas izmantojot spektru sintēzi.

^b σ ir koncentrācijas dispersija.

^c n ir kopējais spektrāllīniju skaits, kas izmantots koncentrācijas noteikšanai.

4.4. tabula. Atmosfēras parametru nenoteiktības dēļ izraisītās HD 232078 koncentrāciju kļūdas. Pēdējā kolonnā ir dota kopējā kļūda.

Z	Species	δT_{eff} +100 K	$\delta \log g$ +0.3	$\delta \xi_t$ +0.3 km s ⁻¹	Δ
3	Li	0.20	-0.01	0.00	0.20
6	C	-0.50	-0.10	0.00	0.51
7	N	-0.45	0.30	0.00	0.54
8	O	-0.02	0.13	-0.04	0.14
11	Na1	0.10	-0.04	-0.02	0.11
12	Mg1	0.06	-0.01	-0.03	0.07
13	Al1	0.09	-0.02	-0.01	0.09
14	Si1	-0.04	0.06	-0.01	0.07
20	Ca1	0.15	-0.03	-0.08	0.17
21	Sc2	-0.03	0.10	-0.04	0.11
22	Ti1	0.20	-0.01	-0.03	0.20
22	Ti2	-0.04	0.08	-0.07	0.11
23	V1	0.23	0.01	-0.04	0.23
23	V2	-0.05	0.12	0.00	0.13
24	Cr1	0.16	-0.03	-0.05	0.17
24	Cr2	-0.10	0.10	-0.01	0.14
25	Mn1	0.13	0.00	-0.03	0.13
26	Fe1	0.08	0.03	-0.03	0.09
26	Fe2	-0.13	0.13	-0.03	0.19
27	Co1	0.10	0.05	-0.03	0.12
28	Ni1	0.06	0.05	-0.04	0.09
29	Cu1	0.07	0.04	-0.06	0.10
30	Zn1	-0.09	0.03	-0.05	0.11
38	Sr1	0.02	0.00	-0.03	0.04
38	Sr2	0.23	-0.04	-0.10	0.25
39	Y1	0.25	0.00	-0.01	0.25
39	Y2	-0.02	0.10	-0.04	0.11
40	Zr1	0.25	0.01	-0.01	0.25
40	Zr2	-0.03	0.10	-0.02	0.11
41	Nb1	0.26	-0.01	-0.03	0.26
42	Mo1	0.19	-0.01	-0.01	0.19
44	Ru1	0.19	0.00	-0.01	0.19
56	Ba2	0.03	0.10	-0.16	0.19
57	La2	0.01	0.11	-0.01	0.11
58	Ce2	0.00	0.10	-0.01	0.10
59	Pr2	0.01	0.10	-0.01	0.10
60	Nd2	0.01	0.10	-0.02	0.10
62	Sm2	0.02	0.07	-0.08	0.11
63	Eu2	-0.02	0.12	-0.03	0.13
64	Gd2	0.01	0.06	-0.04	0.07
66	Dy2	0.04	0.06	-0.12	0.14
72	Hf2	0.00	0.04	-0.04	0.05
82	Pb1	0.20	-0.05	-0.12	0.24
90	Th2	0.03	0.03	-0.07	0.08

cijas noteikšanai tika izmantota [O I] 6300,3 Å līnijas sintēze.

Nātrijs un alumīnijs koncentrācijas $[Na/Fe] \approx 0$, $[Al/Fe] \approx 0$ saskan ar citās Galaktikas metālnabadzīgajās zvaigznēs novērotajām koncentrācijām [81, 82].

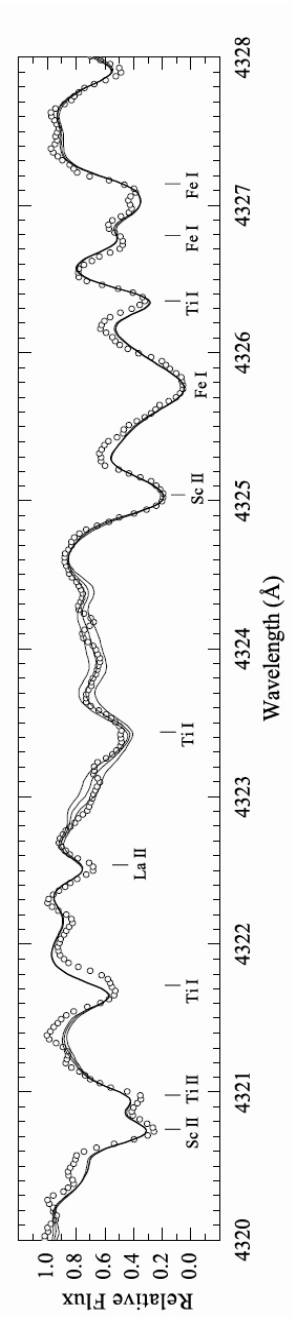
Visi α -elementi, izņemot skābekli abās zvaigznēs ir bagātināti par aptuveni 0,4 dex etiecībā pret dzelzi, kas ir tipiski arī citām metālnabadzīgajām zvaigznēm [83, 84]. HD 232078 atmosfērā ir ļoti paaugstināts skābekļa saturs, $[O/Fe] = +1,06$, turpretī HD 218732 $[O/Fe] = +0,63$ tas ir tipisks vairumam Galaktikas metālnabadzīgo zvaigžņu.

Vara koncentrācijas tika noteiktas neņemot vērā supersīkstruktūru, kas visticamāk izskaidro nedaudz paaugstinātās koncentrācijas salīdzinājumā ar [78] apkopotajiem rezultātiem Galaktikas metālnabadzīgajām zvaigznēm. Cinka koncentrācijas labi saskan ar [85] dotajiem halo zvaigžņu datiem.

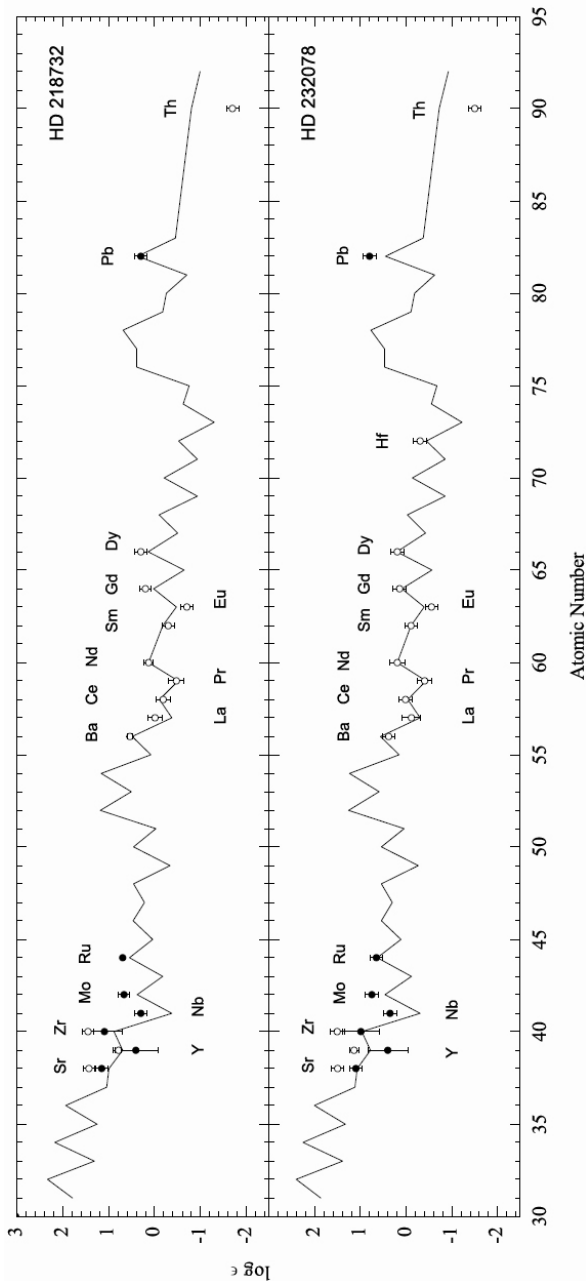
s-procesa elementu – Sr, Y un Zr koncentrācijas, kas noteiktas pēc neitrālo atomu līnijām ir atšķirīgas no tām, kas iegūtas pēc jonu līnijām. Ja salīdzina iegūtās koncentrācijas ar [86] rezultātiem metālnabadzīgajām zvaigznēm, tad var secināt, ka jonu līnijas dod visticamāko rezultātu.

Smagākajiem ķīmiskajiem elementiem ($Z \geq 56$) ir grūti atrast neblendētas un pietiekami kvalitatīvas līnijas koncentrāciju noteikšanai. Parasti tika izmantota viena, vai dažas spektrālīnijas, pēc kurām ar spektru sintēzes palīdzību tika noteiktas koncentrācijas. Abās zvaigznēs tika konstatēta arī radioaktīvā Th II 4019,1 Å līnija, pēc kuras izdevās noteikt torija koncentrāciju.

Attēlojot noteiktās neitronu satveršanas elementu koncentrācijas kopā ar pārbīdītu Saules r-procesa koncentrāciju līkni, kā tas redzams 4.3. attēlā, var labi pamanīt, ka elementi ar $Z \geq 56$ labi seko Saules r-procesa koncentrāciju sadalījumam, kas liecina, ka to galvenais izcelsmes avots ir II tipa pārnovu eksplozijas. Vieglāko elementu koncentrācijas neatbilst Saules r-procesa sadalījumam, norādot uz citu izcelsmes avotu. Tiek uzskatīts, ka galvenās s-procesa komponentes ieguldījums zvaigznēs ar $[Fe/H] < -1,50$ ir neievērojami mazs, tādējādi pētītajās zvaigznēs novēroto vieglāko neitronu satveršanas



4.2. attēls. Zvaigznes HD 232078 spektrs CH 4323 Å joslas apkārtne (aplīši). Līknes attēlo sintētisko spektru ar $[C/Fe] = +0,68$ un spektru ar oglekļa koncentrāciju, kas mainīta par $\pm 0,3$ dex.



4.3. attēls. Zvaigžņu HD 232078 un HD 218732 vidējās koncentrācijas salīdzinājumā ar pārbindītu Saules r-procesa koncentrāciju līkni. Punkti atbilst pēc neitrālo atomu līnijām, bet aplīši – pēc jonu līnijām noteiktajām koncentrācijām. Norādītie kļūdu intervāli ir σ vērtības, kas dotas 4.2. un 4.3. tabulās. Saules koncentrāciju līkne ir vertikāli pārbindīta, lai atbilstu novērotajai Nd koncentrācijai.

elementu sintēze varētu būt notikusi teorētiski iespējamā vieglāko elementu galvenā procesa („*lighter element primary process*”) ceļā neitrīno noteicošā zvaigžņu vēja fāzē pārnovu sprādzienos.

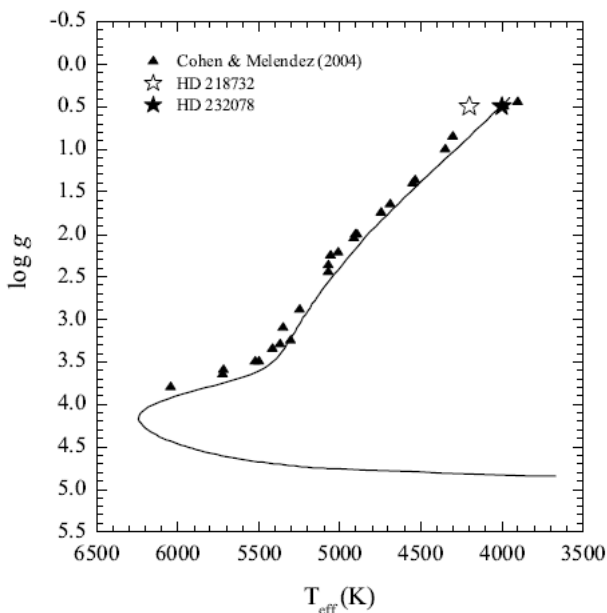
No Saules sistēmā esošā bārija vairāk kā 80% ir radies s-procesa ceļā, bet eiropijs gandrīz pilnīgi ir sintezēts r-procesa ceļā, tādēļ šo abu elementu koncentrāciju attiecību [Ba/Eu] var izmantot, lai raksturotu šo abu neitronu satveršanas sintēzes procesu devumu novērotajā zvaigznē. Zvaigznei HD 232078 [Ba/Eu] = $-0,73 \pm 0,19$ dex, kas ir tuvu pilnīga r-procesa sintēzes vērtībai ([Ba/Eu] = $-0,69$, [87]). Nedaudz augstāka vērtība [Ba/Eu] = $-0,42 \pm 0,15$ dex ir zvaigznei HD 218732, kas norāda uz iespējamu s-procesa ietekmi.

Salīdzinot novērotās C un N koncentrācijas ar [88] datiem, ir jāsecina, ka abas pētītās zvaigznes pieder divām dažādām zvaigžņu grupām. HD 232078 attiecība [C/N] = 0,32 ir tipiska zvaigznēm ar konvektīvi nesamaisītu atmosfēru, bet HD 218732 šī attiecība ir daudz zemāka, [C/N] = $-1,4$, norādot uz konvektīvi samaisītu atmosfēru. Tas varētu izskaidrot arī litija spektrālīniju neesamību HD 218732 spektrā.

Attēlojot pētītās zvaigznes $\log g - T_{\text{eff}}$ diagrammā kopā ar $12 \cdot 10^9$ gadu izohronu, redzams, ka abas zvaigznes atrodas ļoti tuvu sarkano milžu zara virsotnei. HD 218732 atrodas nedaudz uz zilo pusi, kas liecina, ka tā iespējams ir jau AMZ zvaigzne, taču, ņemot vērā noteikto atmosfēras parametru kļūdu intervālus, nav iespējams apstiprināt tās piederību AMZ zvaigznēm.

Abām zvaigznēm ir novērota mainīga emisija $H\alpha$ līnijas spārnos [89]. Tā kā tās ir arī fotometriskas mainīgzvaigznes, viens no iespējamajiem $H\alpha$ emisijas skaidrojumiem varētu būt atmosfēras pulsācijas. Zvaigznes HD 218732 radiālā ātruma maiņām ir novērojams periodiskums, kas iespējams ir saistīts ar kustību dubultsistēmā [71]. Stipri mainīga $H\alpha$ spārnu emisija ir novērojama lodveida kopu zvaigznēs ar $\log L/L_{\odot} \approx 2,5$ [90]. Tās cēlonis var būt optiski bieža hromosfēra [91] un to var ietekmēt arī zvaigznes pulsācijas.

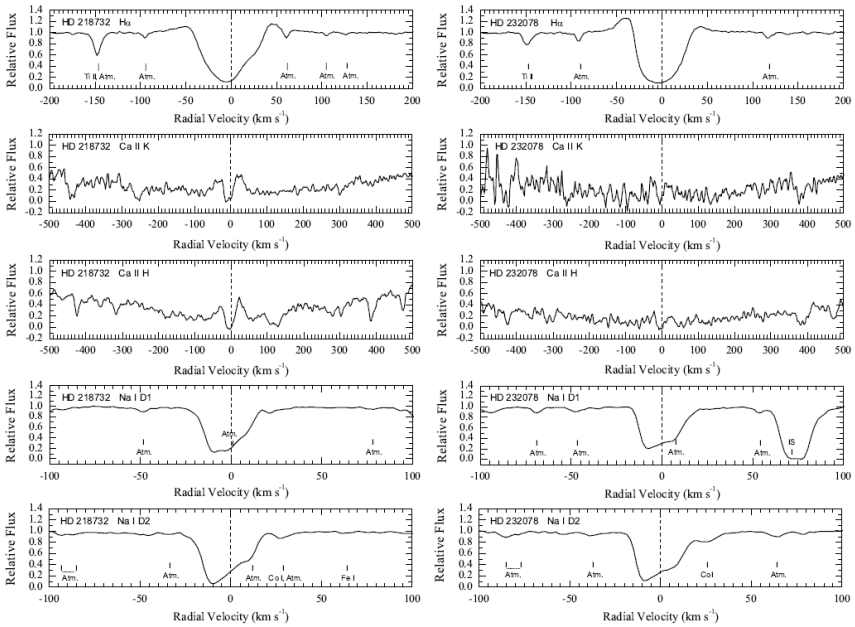
4.4. attēlā radiālo ātrumu skalā ir parādīti pētīto zvaigžņu dažu intensīvāko spektrālīniju apgabali. Kā redzams, abām



4.4. attēls. $\log g - T_{\text{eff}}$ diagramma, kurā ar trijstūrīšiem attēlotas lodveida kopas M13 ($[\text{Fe}/\text{H}] = -1,50$) zvaigznes no [92] un zvaigznes HD 218732, un HD 232078. Līkne ir $12 \cdot 10^9$ gadu izohrona zvaigznēm ar $[\text{Fe}/\text{H}] = -1,50$ un $[\alpha/\text{Fe}] = +0,30$ [93].

zvaigznēm ir asimetriski $H\alpha$ līniju profili, kuru kodoli ir nobīdīti uz spektra zilo pusi par $-4,5$ km/s un -6 km/s attiecīgi zvaigznei HD 232078 un HD 218732. Arī Na I D un Ca II H, un K līniju profili ir asimetriski un to kodoli ir nobīdīti uz spektra īso viļņu pusi. Ca II K līnijas profili abām zvaigznēm gan ir atšķirīgi ar to, ka HD 232078 kodols ir nobīdīts uz spektra zilo pusi par aptuveni tādu pat vērtību kā $H\alpha$ kodols, turpretī HD 218732 Ca II K kodols ir nobīdīts par -13 km/s. [91] un [94] modeļi ir parādījuši, ka $H\alpha$ līnijas kodols atspoguļo augšējās hromosfēras dinamiku, kamēr emisija līnijas spārnos formējas dziļos hromosfēras slāņos. No lodveida kopu sarkano milžu pētījumiem ir noteikts, ka sarkanajiem milžiem tipiski ir novērojama $H\alpha$ līnijas kodola zilā nobīde par < -5 km/s, turpretī AMZ zvaigznēm šī nobīde pārsniedz ≈ -7 km/s [95]. Šis apstāklis kalpo par vēl vienu liecību, ka

HD 232078 ir spilgta sarkanā milžu zara zvaigzne, bet HD 218732 vistīcāmāk jau ir nonākusi uz asimptotiskā milžu zara.



4.5. attēls. Radiālo ātrumu skalā attēloti spektra apgabali ap H α , Ca II K un H, Na I D1 un D2 līnijām, kuru pozīcijas ir atzīmētas ar vertikālu pārtrauktu līniju. Norādītas galvenās absorbcijas joslas, bet ar IS ir atzīmēta starpzvaigžņu Na I D2 līnija HD 232078 spektrā.

4.2. Metālnabadzīgās zvaigznes HD 187216 spektroskopija

4.2.1. HD 187216

CH klases Galaktikas halo metālnabadzīgo milzi HD 187216 jau agrāk ir pētījuši Kipers un Jorgensens [96]. Minētie autori ir noteikuši, ka HD 187216 ir ekstremāli metālnabadzīga, $[Fe/H] = -2,48$, ar augstu s-procesa elementu bagātinājumu,

$[C/Fe] = +1,3$, $[N/C] = -1,1$ un oglekļa izotopisko attiecību $^{12}C/^{13}C = 7,0$. Iepriekšējie centieni pierādīt šīs zvaigznes piederību dubultsistēmai ir beigušies nesekmīgi [97], tādēļ tās ķīmisko īpatnību patiesie cēloņi pagaidām nav apstiprināti.

4.2.2. Atmosfēras parametri

Lai noteiktu efektīvo temperatūru, tika izmantoti katalogos pieejamie fotometrijas dati no ACC kataloga [98] un 2MASS kataloga [63]. Starpzvaigžņu vides radītā nosarkuma vērtība $E(B - V) = 0,135$ mag ir atrasta pēc [64] kartēm. Tā kā $(B - V)_0$ krāsu indeksu oglekļa bagātajām metālnabadzīgajām zvaigznēm ietekmē molekulārā absorbcija, temperatūras noteikšanai tika izmantoti $(V - R)_0$ un $(V - K)_0$ krāsu indeksi. Pēc [99] $T_{\text{eff}}: (V - R)_0$ kalibrācijas tika noteikts $T_{\text{eff}} = 3967$ K. Pēc $(V - K)_0$ krāsu indeksa iegūtā temperatūra ir par aptuveni 100 K mazāka, ko varētu skaidrot ar lielāku kļūdu K joslas fotometrijā, kā arī ar to, ka $(V - K)_0$ krāsu indekss ir jūtīgāks pret starpzvaigžņu vides radītā nosarkuma korekcijas precizitāti.

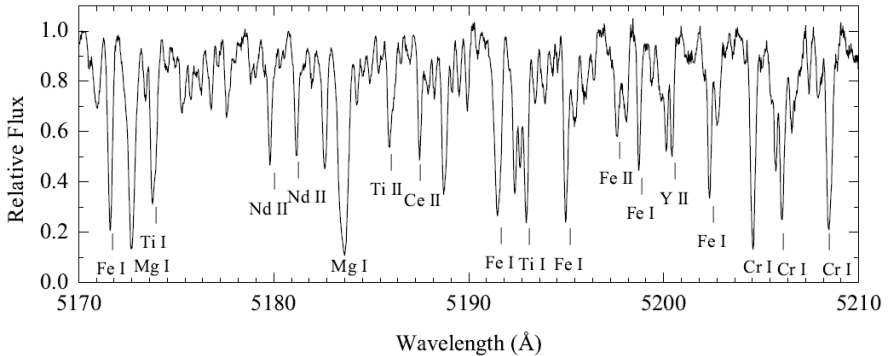
Gravitācijas noteikšanai izmantojot standarta vienādojumu (1), līdzīgi kā [96], tika atrasta vērtība $\log g \approx 0,6$. Šādi noteiktās $\log g$ vērtības kļūda var būt līdz pat 0,5 dex liela dēļ zvaigznes masas un bolometriskās starjaudas nenoteiktības. Turpmākajos koncentrāciju mērījumos tika izmantota vērtība $\log g = 0,75$, kas tika atrasta pēc spektroskopiskās metodes.

Sākotnēji par mikroturbulences ātruma vērtību tika pieņemts $\xi_t = 3$ km/s, vadoties pēc [100] $\log g$ un ξ_t sakarības metālnabadzīgajām zvaigznēm. Vēlāk pēc spektroskopiskās metodes tika noteikta vērtība $\xi_t = 2,8$ km/s, kuru turpmāk izmantoja koncentrāciju noteikšanā. Novērtētā ξ_t kļūda ir $\leq 0,3$ km/s.

4.2.3. Ķīmiskā sastāva analīze un rezultāti

Oglekļa bagātinātajās metālnabadzīgajās zvaigznēs optiskajā spektra diapazonā dominē spēcīga molekulārā absorbcija, tādēļ

kvalitatīvai HD 187216 koncentrāciju analīzei ir nepieciešama rūpīga neblendētu spektrālīniju atlase. Šim nolūkam tika izmantots sintētiskie C₂ molekulas Filipa un Svāna sistēmas, kā arī CN sarkanās sistēmas spektri. Atomāro un jonu līniju identifikācija tika veikta izmantojot Saules un Arktura spektrālīniju atlasus. 4.6. attēlā ir parādīts viens no HD 187216 spektra apgabaliem, kur molekulu absorbcija ir minimāla.



4.6. attēls. Zvaigznes HD 187276 spektra apgabals ar zemu molekulāro absorbciju, kurā identificējamas vairākas tīras atomu līnijas.

Pēc aptuveni 100 tīru CN spektrālīniju mērījumiem, tika atrasts HD 187216 radiālais ātrums $v_h = -107,3 \pm 1,4$ km/s.

Spektrālīniju ekvivalentie platumi tika mērīti ar programmu DECH20T, izmantojot Gausa aproksimāciju. Koncentrācijas tika noteiktas ar modeļatmosfēru metodi, lietojot LTL analīzes programmu WIDTH6 un Upsalas plakanparalēlo atmosfēras modeli ar sekojošiem parametriem: $T_{\text{eff}} = 4000$ K, $\log g = 0,75$, $\xi_t = 2,8$ km/s.

Pētījuma rezultātā tika noteiktas koncentrācijas 22 ķīmiskajiem elementiem, kuras ir apkopotas 4.5. tabulā. Šeit $\sigma(M)$ ir koncentrācijas [M/H] dispersija, bet N_{lines} ir koncentrācijas noteikšanai izmantoto spektrālīniju skaits. Saules ķīmiskais sastāvs ir no [101].

4.5. tabula. HD187216 koncentrācijas.

Ion	[M/H]	[M/Fe]	$\sigma(M)$	N_{lines}
Na I	-1.61	0.08	0.19	2
Mg I	-1.77	-0.08	0.27	3
Si I	-0.02	1.67	0.14	4
K I	-1.23	0.46	0.06	2
Ca I	-1.77	-0.08	0.19	7
Sc II	-1.30	0.39	0.06	5
Ti I	-2.23	-0.54	0.08	3
Ti II	-1.33	0.36	0.20	6
V I	-1.94	-0.25	0.10	4
Cr I	-2.69	-1.00	0.20	7
Cr II	-0.83	0.86	0.21	3
Mn I	-2.17	-0.48	0.04	3
Fe I	-2.63	-0.94	0.09	15
Fe II	-1.69	0.00	0.04	5
Co I	-1.88	0.19	0.14	4
Ni I	-1.76	-0.07	0.05	5
Y I	2.25	3.94	0.16	4
Y II	-1.38	0.31	0.07	2
Zr I	-0.97	0.72	0.24	3
Mo I	1.83	3.52	0.12	4
Ba II	-0.70	0.99	0.07	3
La II	0.64	2.33	0.08	4
Ce II	-0.48	1.21	0.08	5
Pr II	-0.03	1.66	0.12	4
Nd II	-0.52	1.17	0.18	8
Dy II	-0.50	1.19	0.10	2

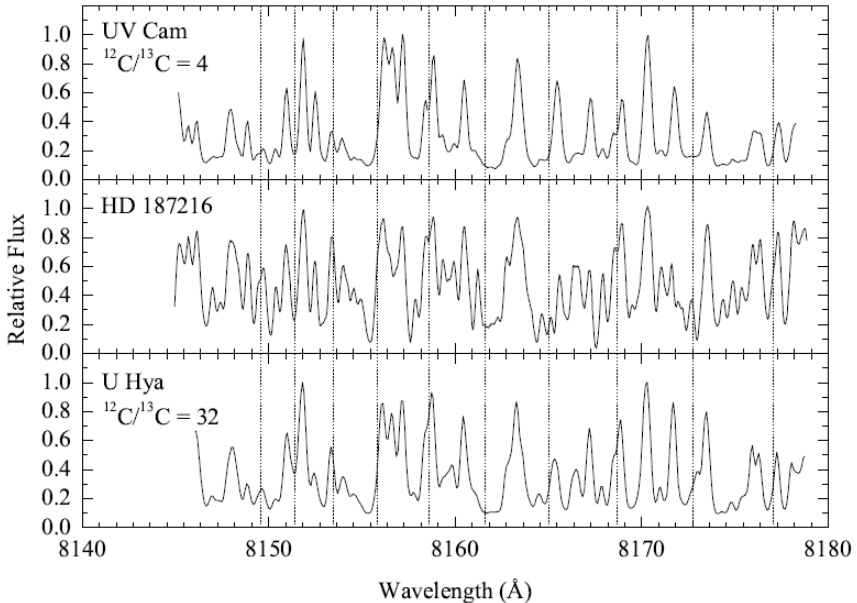
Lielākā daļa tīro spektrālīniju atrodas spektra apgabalā starp 4000 un 6000 Å, kur izvietojas vairāki intervāli ar zemu molekulāro absorbciju. Pēc Fe II un Ti II līnijām noteiktais zvaigznes HD 187216 metāliskums $[M] \approx -1,50$ ir augstāks nekā pēc neitrālo atomu (Fe I, Ti I, Cr I) līnijām atrastā vērtība $[M] \approx -2,50$. Šāda atšķirība varētu būt skaidrojama ar to, ka Fe I, kā arī citu neitrālo atomu līnijas pie zema metāliskuma un zema log g , stipri ietekmē novirzes no LTL. Vairāki autori atzīmē, ka Fe II līnijas ir daudz drošāks dzelzs koncentrācijas indikators [102], jo tās praktiski neietekmē novirzes no LTL un arī atmosfēras modeļa termiskā struktūra. [102] parāda, ka metālnabadzīgajām zvaigznēm

novirzes no LTL var ietekmēt noteiktās koncentrācijas pat par 0,9 dex. Uzskatot, ka jonu līnijas ir drošāks koncentrācijas indikators HD 187216 metālistikums ir augstāks nekā uzskatīts līdz šim. Kipera un Jorgensena [96] noteiktā attiecība C/O = 2,1 sekojoši ir viegli izskaidrojama ar [103] vienkāršu konstantu masas pārnese modeli dubultsistēmā.

4.6. tabula. Atmosfēras parametru nenoteiktības dēļ izraisītās HD187216 koncentrāciju kļūdas. Pēdējā kolonnā ir dota kopējā kļūda.

Element	δT_{eff} +150 K	$\delta \log g$ +0.5 dex	$\delta \xi_t$ +0.3 km s ⁻¹	$(\Sigma x^2)^{1/2}$ dex
Na I	0.23	-0.16	-0.07	0.29
Mg I	0.24	-0.15	-0.12	0.31
Si I	-0.01	0.09	-0.05	0.11
K I	0.27	-0.11	-0.17	0.34
Ca I	0.22	-0.09	-0.09	0.25
Sc II	0.00	0.10	-0.07	0.12
Ti I	0.35	-0.14	-0.15	0.40
Ti II	-0.03	0.05	-0.13	0.14
V I	0.33	-0.13	-0.11	0.37
Cr I	0.32	-0.13	-0.09	0.35
Cr II	-0.11	0.12	-0.04	0.17
Mn I	0.29	-0.11	-0.14	0.34
Fe I	0.24	-0.05	-0.15	0.29
Fe II	-0.14	0.11	-0.09	0.20
Co I	0.23	-0.06	-0.12	0.27
Ni I	0.18	0.11	-0.07	0.22
Y I	0.23	-0.11	-0.06	0.26
Y II	0.01	0.11	-0.11	0.16
Zr I	0.37	-0.06	-0.05	0.38
Mo I	0.25	-0.03	-0.02	0.25
Ba II	0.08	-0.06	-0.05	0.11
La II	0.00	0.06	-0.14	0.15
Ce II	0.03	0.08	-0.12	0.15
Pr II	0.02	0.09	-0.09	0.13
Nd II	0.04	0.11	-0.11	0.16
Dy II	0.00	-0.05	-0.14	0.15

Kopumā vieglāko elementu relatīvās koncentrācijas ir tuvas Saules sadalījumam, taču s-procesa elementu saturs ir paaugstināts. Šis rezultāts arī liecina par ķīmiski pārveidotas vielas pārplūdi no AMZ kompanjonzvaigznes kādā dubultstīēmas evolūcijas momentā.



4.7. attēls. $^{13}\text{C}^{14}\text{N}$ molekulas spektra detaļas pēc [106] (atzīmētas ar vertikālu pārtrauktu līniju) zvaigznes HD 187216 spektrā.

Salīdzinājumam ir doti UV Cam ($^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 4$) un U Hya ($^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 32$) spektri.

Oglekļa izotopiskā attiecība $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ netika noteikta, taču $^{13}\text{C}^{14}\text{N}$ līnijas spektrā ir pamanāmas un liecina par zemu $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ attiecību. Kipera un Jorgensena [96] noteiktā attiecība $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 7,0$ ir daudz zemāka nekā tipiskā AMZ zvaigznēm novērojamā vērtība. Tik zema $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ attiecība var tikt sasniegta ja sarkanā milža fāzē pastāv dziļa apvalka konvektīvā samaisīšanās, vai arī zvaigzne ir akrēcijas ceļā uzņēmusi vielu, kurā ir notikušas kodolsintēzes reakcijas, kā rezultātā ir radies ^{13}C bagātinājums. Kā

atzīmē [104], gandrīz visām oglekļa bagātinātām metālnabadzīgajām zvaigznēm ar paaugstinātu s-procesa saturu, novēro zemu $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ attiecību un tie nav augstas starждаudas objekti, kas kalpo par papildus liecību tam, ka to ķīmiskā sastāva īpatnības ir saistītas ar masas pārplūdi dubultsistēmā.

Lai arī zvaigznei HD 187216 jau agrāk ir veikti radiālā ātruma mērījumi, tā izmaiņās nav konstatēts periodiskums. [105] un [48] pētījumi uzrāda lineāru trendu HD 187216 radiālā ātruma izmaiņās. Šajā pētījumā atrastā vērtība $v_h = -107,3 \pm 1,4$ km/s neatrodas uz šī trenda turpinājuma, kas iespējams liecina par radiālā ātruma izmaiņu pretējā virzienā un iespējams garu dubultsistēmas orbitālo periodu, taču lai to apstiprinātu, ir nepieciešami turpmāki radiālā ātruma mērījumi. Jāatzīmē, ka [97] interferometriskie novērojumi nav snieguši nekādas liecības par HD 187216 iespējamo piederību dubultsistēmai.

4.3. Metālnabadzīgās oglekļa zvaigznes HD 209621 spektroskopija

4.3.1. HD 209621

HD 209621 ir klasificēta kā R3 un C1,2CH klases 8,9 mag zvaigzne [107, 108]. Tai ir novērotas neregulāras (Lb) spožuma variācijas ar amplitūdu aptuveni 0,1 mag fotogrāfiskajā joslā [109]. [110] izmērītais HD 209621 radiālais ātrums ir $v_h = -382,6$ km/s. Vēlāk tās radiālā ātruma monitoringu vairāk nekā 6 gadu garumā ir veikuši [48] un ir atklātas regulāras radiālā ātruma izmaiņas ar amplitūdu aptuveni 25 km/s un $407,4 \pm 1,1$ dienu periodu. Dubultsistēmai ar riņķveida orbītu ir aprēķināta masas funkcija $f(m) = 0,074 M_\odot$. Bolometriskais zvaigžņlielums $M_{BOL} = -1,9$ [111] ir tuvs tipisko CH-zvaigžņu vidējai vērtībai.

HD 209621 atmosfēras fizikālos parametrus un elementu koncentrācijas iepriekš ir pētījuši vairāki autori [112, 113, 114, 115, 116]. Pēc krāsu indeksiem un dzelzs līniju analīzes noteiktā

efektīvās temperatūras vērtība atrodas robežās no aptuveni 4200 – 4700 K. Dzelzs līniju jonizācijas līdzsvara nosacījumam atbilstošā $\log g$ vērtība ir tuva 2,0, bet mikroturbulences ātrums atrodas robežās no 2 līdz 3 km/s. HD 209621 ir metālnabadzīga zvaigzne ar novērojamu s-procesa elementu bagātinājumu, taču dažādu autoru atrastās $[\text{Fe}/\text{H}]$ vērtības stipri atšķiras un ir robežās no $-0,9$ [115] līdz $-1,9$ dex [116]. Neviendabīgas ir arī noteiktās neitronu satveršanas elementu koncentrācijas. Nesenie [116] koncentrāciju aprēķini diemžēl ir balstīti tikai uz vienas līnijas mērījumiem un reālās kļūdas ir neskaidras. Sintētiski noteiktā oglekļa koncentrācija atrodas robežās no $\log \epsilon(\text{C}) = 7,7$ [116] līdz $8,5$ [114]. Slāpekļa koncentrācija pēc CN līniju sintēzes ir $\log \epsilon(\text{C}) = 8,2$ [114]. Tā kā oglekļa un slāpekļa koncentrāciju noteikšana ir savstarpēji saistītas, slāpekļa koncentrācijas nenoteiktība nav zināma. Iepriekšējie pētījumi paredz zemu oglekļa izotopisko attiecību $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, no 3,5 [114] līdz 11,2 [113].

4.7. tabula. Literatūrā pieejamie dati par HD 209621.

V	$B - V$	$E(B - V)$	$T_{\text{eff}}(\text{K})$	$\log g$	$\zeta_i (\text{km s}^{-1})$	$[\text{Fe}/\text{H}]$	<i>Ref.</i>
8,79	1,45	0,10	4700	-	-	-1,3	112
8,80	1,47	0,08	4400	2,0	3,0	-	113
-	-	-	4190	-	-	-	111
-	-	-	4500	2,0	2,0	-1,93	116
8,89	1,45	-	-	-	-	-	117
-	-	-	4700	1,8	2,0	-0,90	115

4.3.2. Līniju atlase un mērījumi

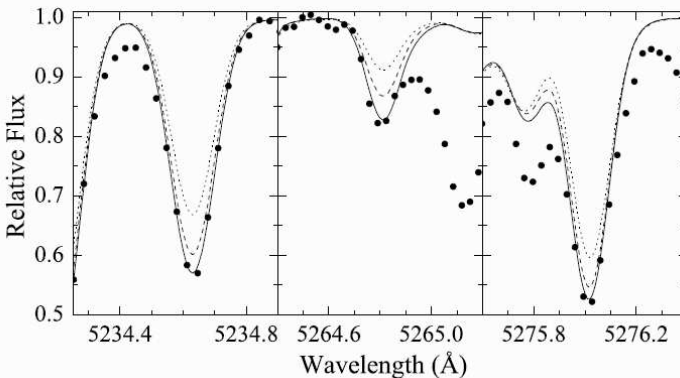
Intensīvas molekulārās absorbcijas dēļ zvaigznes HD 209621 spektrā, ir ļoti grūti atrast neblendētas, vai neievērojami blendētas atomu un jonu līnijas. Līniju atlase tika rūpīgi veikta izmantojot atomu un molekulu līniju sarakstus, lai atmestu iespējami blendētās līnijas. Salīdzinot izmērītos ekvivalentos platumus ar [116] datiem nekādas sistemātiskas nobīdes nav konstatētas un gadījuma kļūdas ir niecīgas, izņemot Fe I 5192,344 Å un Fe II 4508,288 Å līnijas, kas ir saistīts ar blendēšanos un līnijas profila asimetriskumu.

Koncentrācijas pēc izmēritajiem ekvivalentajiem platumiem tika atrastas ar modeļatmosfēru metodi, izmantojot programmu ABUNDANCE. Līnijas, kuru ekvivalentais platumš pārsniedz 200 mÅ, izņemot dažas bārija un nātriya līnijas, aprēķinos netika izmantotas. Atmosfēras modelis tika izvēlēts no ATLAS modeļu režģa [57]. Atomu un molekulāro līniju sintēzei tika izmantotas programmas STARSP [118] un SPECTRUM.

4.3.3. Atmosfēras parametri

Izmērīto dzelzs līniju kopa ļāva spektroskopiski novērtēt HD 209621 efektīvo temperatūru $T_{\text{eff}} = 4400$ K, kas labi saskan ar [113] un [116] rezultātiem.

Izmantojot [117] un [119] dotos krāsu indeksus un [61] kalibrācijas efektīvā temperatūra tika novērtēta arī pēc fotometriskās metodes. Pēc Na I D1 starpzvaigžņu vides līnijas ekvivalentā platumš mērījuma (~400 mÅ) un [65] kalibrācijas tika atrasts $E(B - V) \approx 0,20$ mag un atbilstoši iegūta vērtība $T_{\text{eff}} \approx 4300$ K. Aprēķinos tika pieņemta spektroskopiski noteiktā vērtība, jo auksto pekulāro zvaigžņu krāsu indeksus ietekmē spektra anomālijas.



4.8. attēls. Trīs Fe II līnijas zvaigznes HD 209621 spektrā (punkti) kopā ar sintētiskajiem spektriem pie trīs dažādām log g vērtībām, log $g = 1,0$ (nepārtrauktā līkne), log $g = 1,5$ (pārtrauktā līkne) un log $g = 2,0$ (punktētā līkne). Sintēzē izmantots log $\epsilon(\text{Fe}) = 5,59$.

Spektroskopiski noteiktā $\log g \approx 0,9 \pm 0,3$ vērtība izrādījās daudz zemāka nekā noteikuši [113] un [116], tādēļ tā tika pārbaudīta ar citām metodēm. Izmantojot standarta vienādojumu (1) (skat 3.5. apakšnodaļu) tika iegūts novērtējums $\log g \approx 1,2$. Sintezējot trīs neblendētu Fe II līniju profilus pie dažādām $\log g$ vērtībām tika notiekts, ka $\log g = 1,0$ vislabāk apraksta novēroto spektru (skat 4.8. attēlu) un līdz ar to šī vērtība tika pieņemta turpmākos aprēķinos.

Pēc 24 neblendētu Fe I līniju un 10 Fe II līniju mērījumiem izmantojot spektroskopisko metodi tika atrasta mikroturbulences ātruma vērtība $\xi_t = 1,9$ km/s. Novērtētās atmosfēras parametru nenoteiktības ir sekojošas: ± 100 K (T_{eff}), $\pm 0,3$ dex ($\log g$), $\pm 0,3$ km/s (ξ_t).

4.3.4. Ķīmiskā sastāva analīze un rezultāti

Pēc novērotā zvaigznes HD 209621 spektra analīzes bija iespējams noteikt 32 ķīmisko elementu koncentrācijas, no kuriem 11 ir pētīti pirmo reizi. Iegūtie rezultāti ir apkopoti 4.8. tabulā (Saules koncentrāciju dati ir no [120]).

Skābekļa koncentrācija $\log \epsilon(\text{O}) \approx 7,5 \pm 0,2$ dex tika noteikta pēc [O I] 6300 Å līnijas, ņemot vērā blendes ar divām CN līnijām, Cr I, Ni I, un Mn II. Sintēzes piemērs dots 4.9. attēlā.

Oglekļa koncentrācijas noteikšanai tika sintezēti divi spektra apgabali ap C₂ Svana sistēmas (0,0), (0,1), (1,1), (1,2) joslu galvām. Papildus tika sintezētas C₂ (1,0) izotopiskās joslu galvas pie 4737 un 4744 Å, lai noteiktu oglekļa izotopisko attiecību. Iegūtās vērtības ir attiecīgi $\log \epsilon(\text{C}) = 7,85$ un $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 17 \pm 5$.

Slāpekļa koncentrāciju $\log \epsilon(\text{N}) = 8,00 \pm 0,3$ dex izdevās noteikt sintezējot CN sarkanās sistēmas līnijas spektra apgabalā 7190 – 7330 Å (skat. 4.10. attēlu).

Dzelzs līniju mērījumi ļāva noteikt $\log \epsilon(\text{Fe}) = 5,59$ ($[\text{Fe}/\text{H}] = -1,91$), kas ļoti labi saskan ar [116] iegūto vērtību. 4.9. tabulā ir dotas noteikto koncentrāciju sistemātiskās kļūdas, ko nosaka atmosfēras parametru nenoteiktības. Tabulas pēdējā kolonnā ir dota kopējā kļūda, kas ietver arī gadījuma kļūdu. [114,

4.8. tabula. Zvaigznei HD 209621 aprēķinātās elementu koncentrācijas pie atmosfēru parametriem $T_{\text{eff}} = 4400 \text{ K}$, $\log g = 1,0$ un $\xi_t = 1,9 \text{ km/s}$.

Species	Z	$\log \epsilon(X)_{\odot}$	$\log \epsilon(X)^a$	σ^b	n^c	[X/H]	[X/Fe]
Li I	3	1.05	1.2 ^s	0.24		+0.15	
C	6	8.43	7.85 ^s	0.10		-0.58	+1.33
N	7	7.83	8.00 ^s	0.30		+0.17	+2.08
O I	8	8.69	7.54 ^s	0.24	1	-1.15	+0.76
Na I	11	6.24	4.90	0.08	4	-1.34	+0.57
Mg I	12	7.60	5.77 ^s	0.12	2	-1.83	+0.08
Al I	13	6.45	5.04 ^s	0.24	1	-1.41	+0.50
Si I	14	7.51	5.98 ^s	0.24	1	-1.53	+0.38
Ca I	20	6.34	4.94	0.14	7	-1.40	+0.51
Sc II	21	3.15	1.86	0.09	4	-1.29	+0.62
Ti I	22	4.95	3.40	0.11	10	-1.55	+0.36
Ti II	22	4.95	3.48	0.03	4	-1.47	+0.44
Ti	22	4.95	3.54 ^s	0.10	10	-1.41	+0.50
V I	23	3.93	2.07 ^s	0.24	1	-1.86	+0.05
Cr I	24	5.64	3.46 ^s	0.12	5	-2.18	-0.27
Mn I	25	5.43	3.50	0.08	4	-1.93	-0.02
Fe I	26	7.50	5.57	0.10	24	-1.93	
Fe II	26	7.50	5.61	0.10	10	-1.89	
Co I	27	4.99	3.21 ^s	0.15	6	-1.78	+0.13
Ni I	28	6.22	4.33	0.06	6	-1.89	+0.02
Cu I	29	4.19	2.74 ^s	0.24	1	-1.45	+0.46
Zn I	30	4.56	3.01	0.24	1	-1.55	+0.36
Sr I	38	2.87	2.23 ^s	0.24	1	-0.64	+1.27
Y II	39	2.21	1.07	0.07	4	-1.14	+0.77
Zr I	40	2.58	1.86 ^s	0.24	2	-0.72	+1.19
Zr II	40	2.58	1.19 ^s	0.24	1	-1.39	+0.52
Ba II	56	2.18	2.10	0.18	4	-0.08	+1.83
La II	57	1.10	1.10 ^s	0.20	3	0.00	+1.91
Ce II	58	1.58	1.22 ^s	0.13	8	-0.36	+1.55
Pr II	59	0.72	0.52 ^s	0.06	4	-0.20	+1.71
Nd II	60	1.42	1.12	0.12	13	-0.30	+1.61
Sm II	62	0.96	0.56 ^s	0.11	5	-0.40	+1.51
Eu II	63	0.52	0.20	0.24	1	-0.32	+1.59
Gd II	64	1.07	0.70 ^s	0.12	3	-0.37	+1.54
Dy II	66	1.10	0.60	0.12	2	-0.50	+1.41
Yb I	70	0.84	0.49 ^s	0.24	1	-0.35	+1.56

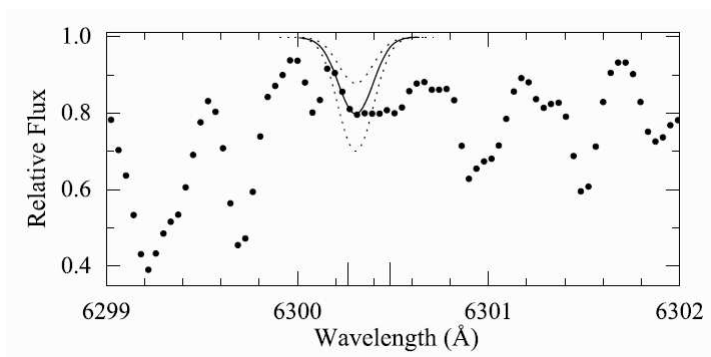
^a Ar *s* ir atzīmētas koncentrācijas, kas noteiktas izmantojot spektru sintēzi.

^b σ ir koncentrācijas dispersija.

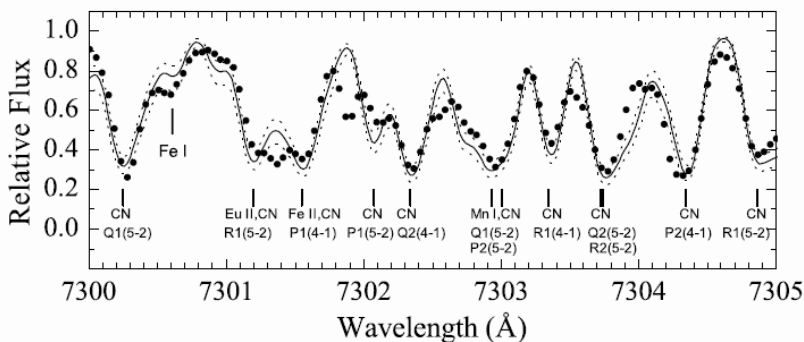
^c *n* ir kopējais spektrālīniju skaits, kas izmantots koncentrācijas noteikšanai.

4.9.tabula. Atmosfēras parametru nenoteiktību izraisītās koncentrāciju sistemātiskās kļūdas.

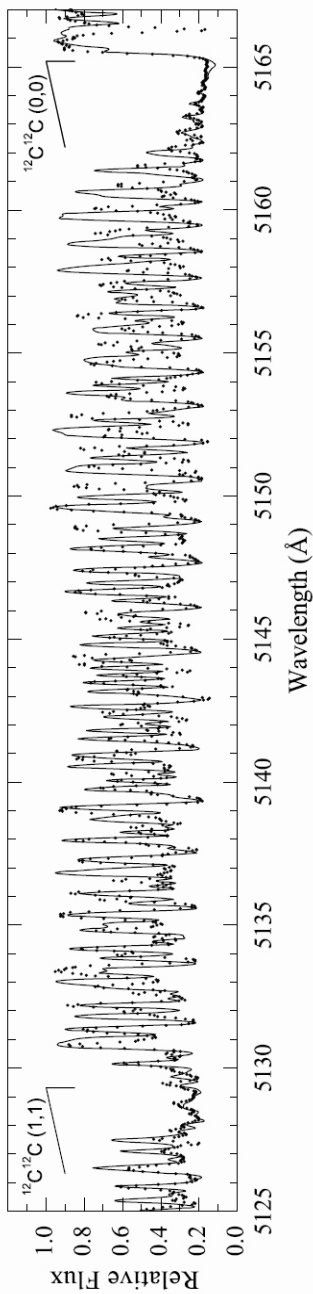
Ion	$\delta(T_{\text{eff}})$ +100 K	$\delta(\log g)$ +0.3	$\delta(\xi_t)$ +0.3 km s ⁻¹	Δ
Li I	0.18	-0.03	-0.01	0.18
O I	0	0.11	0	0.11
Na I	0.14	-0.09	-0.05	0.17
Mg I	0.16	-0.16	-0.04	0.23
Al I	0.08	-0.02	0.01	0.08
Si I	0.10	0.04	-0.06	0.12
Ca I	0.14	-0.07	-0.14	0.21
Sc II	0	0.09	-0.10	0.13
Ti	0.12	-0.08	-0.12	0.19
V I	0.18	-0.04	-0.10	0.21
Cr I	0.13	-0.05	-0.09	0.17
Mn I	0.18	-0.06	-0.08	0.21
Fe I	0.17	-0.05	-0.16	0.24
Fe II	-0.07	0.08	-0.14	0.18
Co I	0.10	-0.02	0	0.10
Ni I	0.14	0	-0.01	0.14
Cu I	0.05	-0.02	-0.02	0.06
Zn I	-0.04	0.04	-0.10	0.11
Sr I	0.24	-0.08	-0.20	0.32
Y II	0.02	0.08	-0.16	0.18
Zr I	0.15	-0.03	-0.01	0.15
Zr II	-0.01	0.02	-0.20	0.20
Ba II	0.03	-0.06	-0.16	0.17
La II	-0.05	0.08	-0.13	0.16
Ce II	0	0.09	-0.07	0.11
Pr II	0	0.08	-0.15	0.17
Nd II	0.04	0.07	-0.20	0.22
Sm II	0.01	0.08	-0.03	0.09
Eu II	-0.04	0.10	-0.03	0.11
Gd II	-0.01	0.07	-0.11	0.13
Dy II	-0.02	0.03	-0.15	0.15
Yb I	0.13	0	-0.02	0.13



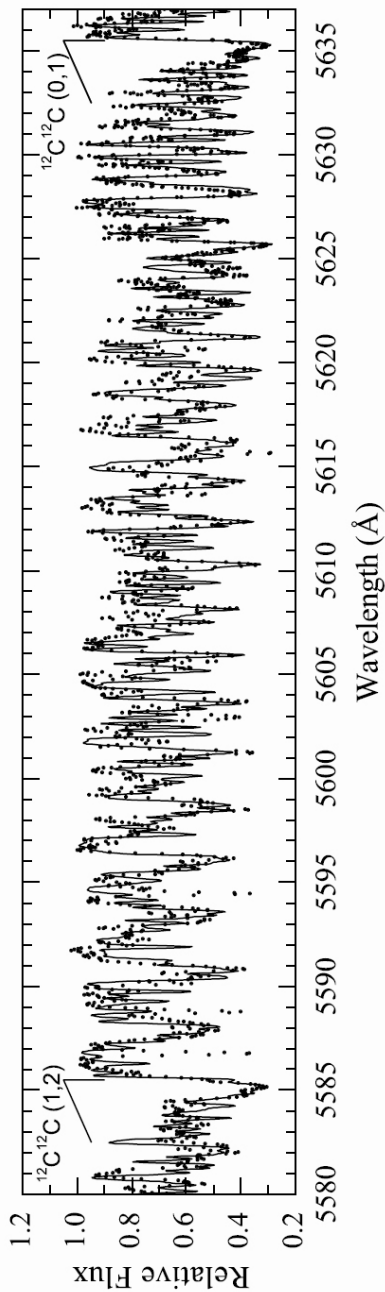
4.9. attēls. Novērotais HD 209621 spektrs (punkti) ap [O I] 6300,304 Å līniju. Parādīti trīs sintētiskie spektri, kuri aprēķināti pie $\log \epsilon(\text{O}) = 7,54 \pm 0,3$ dex. Tuvu esošo CN līniju pozīcijas iezīmētas ar vertikāliem nogriežņiem.



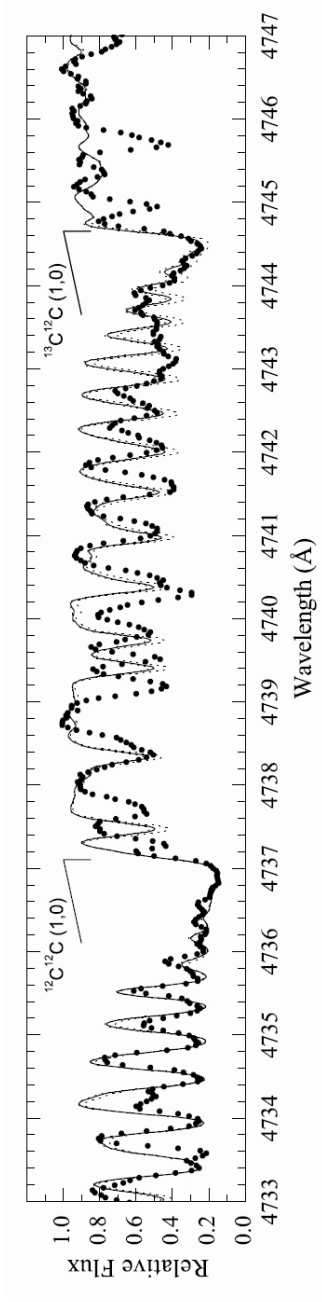
4.10. attēls. Novērotais HD 209621 spektrs (punkti) CN sarkanās sistēmas līniju dominētā apgalbā. Parādīti sintētiskie spektri trim slāpekļa koncentrācijām $\log \epsilon(\text{N}) = 8,00 \pm 0,3$ dex ($\log \epsilon(\text{C}) = 7,85$).



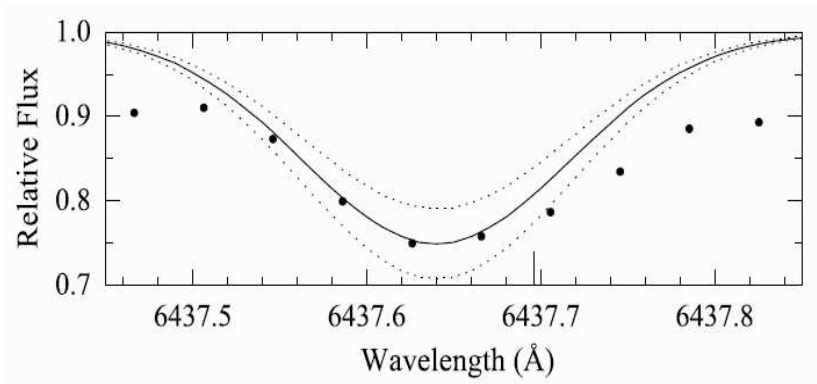
4.11. attēls. Novērotā zvaigznes HD 209621 spektra (punkti) diapazons ar C_2 Svana sistēmas (0,0) un (1,1) līnijām. Sintezētais C_2 spektrs ir parādīts ar nepārtrauktu līkni ($\log \epsilon(C) = 7,85$).



4.12. attēls. Novērotā zvaigznes HD 209621 spektra (punkti) diapazons ar C_2 Svana sistēmas (0,1) un (1,2) līnijām. Sintezētais C_2 spektrs ir parādīts ar nepārtrauktu līkni ($\log \epsilon(\text{C}) = 7,85$).

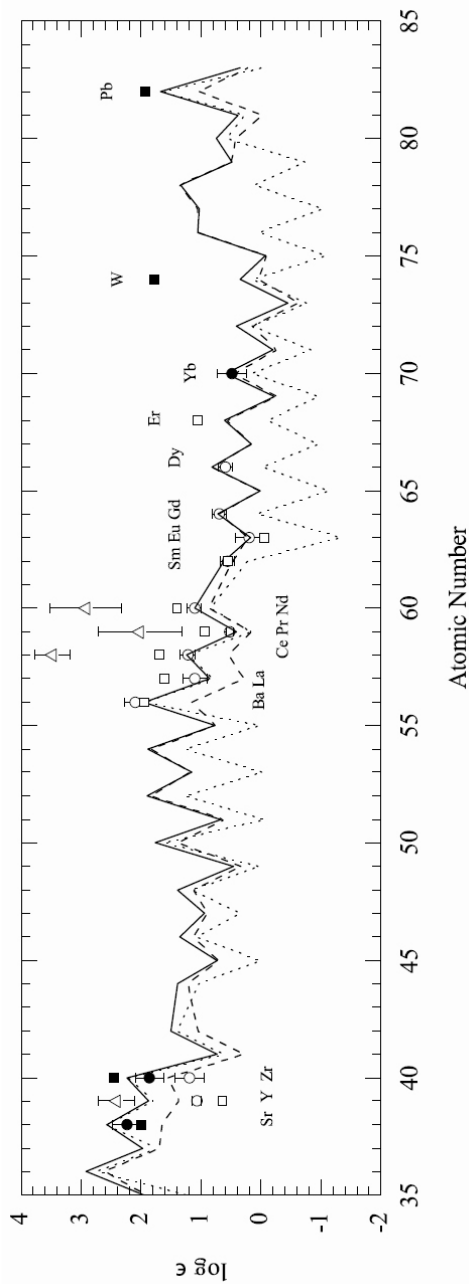


4.13. attēls. Novērotā zvaigznes HD 209621 spektra (punkti) diapazons ar C_2 Svana sistēmas (1,0) joslas galvu. Parādīts sintezētais C_2 spektrs pie $\log \epsilon(C) = 7,85$ un trīs oglekļa izotopiskās attiecības vērtībām $^{12}C/^{13}C = 8, 17, 20$.



4.14. attēls. Eu II 6437,6 Å līnija HD 209621 spektrā (punkti) kopā ar sintētiskajiem spektriem trim eiropija koncentrācijām, $\log \epsilon(\text{Eu}) = 0,20 \pm 0,15$. Ar vertikālo nogriezni pie 6437,696 Å ir norādīta CN līnijas pozīcija.

[115] un [116] noteiktās koncentrācijas atšķiras vairāk kā 10 reizes, taču [116] nav apskatījuši šo atšķirību iespējamajos cēloņus. Pēc mūsu pētījuma var secināt, ka spektra izšķirtspēja $R = 67\,000$ ir par zemu, lai atlasītu 5 – 10 neblendētas līnijas vairākam elementu. Salīdzinot ar mūsu iegūtajiem rezultātiem [115] koncentrācijas ir stipri paaugstinātas (4.15. attēls), kas visticamāk skaidrojams ar to, ka [115] izmantotās līnijas vairumā gadījumu ir blendētas, dēļ zemās ($R = 20\,000$) spektra izšķirtspējas. Nedaudz augstākas izšķirtspējas spektru ir izmantojuši [116], taču vairākums iegūtu koncentrāciju ir paaugstinātas salīdzinot ar mūsu rezultātiem. Reālās nenoteiktības [116] koncentrācijām nav zināmas, jo ir izmantota tikai viena līnija. Izzinot [116] izmantoto apgabalu svina koncentrācijas noteikšanai pēc svina 4057 Å līnijas, var konstatēt, ka intensīvā blende ap svina līniju nav pielietojama, lai sintētiski noteiktu svina koncentrāciju. Zemās temperatūras un augstās C/O attiecības dēļ CH līnijas ir spēcīgas, kā arī molekulāro datu nenoteiktība ir ievērojama. Sekojoši svina 4057 Å līnijas sintēze ir ļoti neprecīza. Diemžēl [116] nedod sintēzes piemēru un izmantoto līniju sarakstu.



4.15. attēls. Neitronu satveršanas elementu sadalījums zvaigznes HD 209621 atmosfērā. Iegūtās vidējās koncentrācijas pēc atomu (pilnie aplīši) un jonu (tukšie aplīši) līnijām ir dotas kopā ar pārbīdītu Saules sistēmas koncentrāciju sadalījumu (nepārtrauktā līkne), Saules s-procesa sadalījumu (punktētā līkne) un Saules r-procesa sadalījumu (pārtrauktā līkne) pēc [39] datiem. [115] un [116] publicētās koncentrācijas ir attēlotas atiecīgi ar trijstūrīšiem un kvadrātiem.

4.3.5. Diskusija un secinājumi

Detalizēta augstas izšķirtspējas spektra analīze ļāva noteikt zvaigznes HD 209621 atmosfēras parametrus: $T_{\text{eff}} = 4400$ K, $\log g = 1,0$ un $\xi_t = 1,9$ km/s. Ir apstiprināts zems metālsikums, $[\text{Fe}/\text{H}] = -1,91 \pm 0,1$ dex un oglekļa kā arī neitronu satveršanas elementu bagātinājums. Spektroskopiski noteiktā gravitācija un bolometriskais zvaigžņlielums ir tipiski sarkanā milžu zara zvaigznēm. Sekojoši, kodolsintēzes produkti, kas ir tipiski zvaigžņu evolūcijas vēlajām stadijām ir sintezēti kompanjonzvaigznē. To apstiprina dubultzvaigznes statuss un cirkulārā orbīta. Atrastais litija koncentrācijas deficīts labi saskan ar teorētiskajiem paredzējumiem, kas ietver virsmas konvekciju un masas akrēciju no kompanjonzvaigznes [121].

Paaugstinātās oglekļa un slāpekļa koncentrācijas kā arī zemās temperatūras dēļ spektrā ir novērojamas oglekli saturošās molekulārās līnijas un ievērojamās atšķirības starp dažādu autoru noteiktajām koncentrācijām primāri ir saistītas ar nepietiekamu izmantotā spektra izšķirtspēju un nedetektētām blendēm.

Skābekļa koncentrācija ir noteikta pirmo reizi un iegūtā vērtība $[\text{O}/\text{Fe}] \approx +0,8 \pm 0,2$ dex saskan ar metālnabadzīgajām oglekļa zvaigznēm atrasto trendu (skat. 18. attēlu [122]). Oglekļa zvaigznes statusu apstiprina atrastā attiecība $\text{C}/\text{O} \approx 2,0$. Zema $\text{C}/\text{N} \approx -0,8$ attiecība un $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 17 \pm 5$ labi saskan ar AMZ zvaigžņu kodolsintēzes teoriju. Vidējas masas 3 – 8 M_{\odot} AMZ zvaigznēs ar karstās pamatnes kodolsintēzi ("*Hot-Bottom-Burning*") noved pie zemām C/N un $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ attiecību vērtībām [123]. Sekojoši CNO elementu koncentrācijas HD 209621 atmosfērā ir saskaņā ar masas pārnese scenāriju pagātnē no vidējas masas AMZ zvaigznes uz kompanjonu, kas pašlai ir sarkanais milzis.

Dzelzs grupas kā arī α -elementu koncentrāciju sadalījums ir tipisks CEMP zvaigznēm. α -elementi ir bagātināti, $[\alpha/\text{Fe}] \approx +0,4$ dex.

Analizētie desmit neitronu satveršanas elementi ir bagātināti vairāk kā desmit reizes. Smago un vieglo s-procesa elementu koncentrāciju attiecība ir augsta $[\text{hs}/\text{ls}] \approx +0,6$. r-procesa elementu

eiropija un gadolīnija koncentrācijas ir augstas, $[Eu/Fe] \approx +1,6$, $[Gd/Fe] \approx +1,5$.

4.15. attēlā ir ilustrēts neitronu satveršanas elementu sadalījums kopā ar [115] un [116] datiem. Var redzēt, ka dažas koncentrācijas, kas atrastas pēc spektriem ar zemāku izšķirtspēju uzrāda bagātinājumu attiecībā pret mūsu noteiktajām koncentrācijām. Dotas ir arī pārbīdītas Saules sistēmas s- un r-procesa koncentrācijas kā arī kopējais koncentrāciju sadalījums pēc [39]. Kā redzams, šajā darbā atrastās koncentrācijas elementiem ar $Z > 57$ labi apraksta pārbīdīts Saules sistēmas (s + r) sadalījums.

Pēc iegūtajiem rezultātiem HD 209621 var klasificēt kā CEMP-*r/s* apakšklases zvaigzni ar $[C/Fe] > +1,0$ un $0,0 < [Ba/Eu] < +0,5$ [36].

5. Rezultātu kopsavilkums

Promocijas darba gaitā ir veikta ķīmiskā sastāva analīze četrām metālnabadzīgajām zvaigznēm, izmantojot augstas izšķirtspējas spektroskopiju. Divas no šīm zvaigznēm ir sarkanie milži, bet abas pārējās atrodas dubultsistēmā. Galvenie darbā iegūtie rezultāti:

1. Veikta rūpīga ķīmiskā sastāva analīze metālnabadzīgai zvaigznei HD 187216 balstoties uz augstas izšķirtspējas spektriem, kas uzņemti ar Dienvidkorejas BOAO 1,8 m teleskopa BOES spektrogrāfu:
 - Noteikts, ka zvaigznes metāliskums ir augstāks, nekā iepriekš uzskatīts. Fe II un Ti II līniju mērījumi liecina par $[M] \approx -1,50$, turpretī Fe I, Ti I, Cr I norāda uz $[M] \approx -2,50$. Atšķirības var tikt izskaidrotas ar ievērojamiem NLTE efektiem neitrālo atomu līnijām, kas neļauj tās izmantot koncentrāciju noteikšanai šajā zvaigznei;
 - Pie noteiktā metāliskuma $[M] \approx -1,50$ agrāk grūti izskaidrojamā $C/O = 2.1$ attiecība var tikt viegli izskaidrota ar konstantu masas pārneses dubultsistēmas modeli;
 - Relatīvais ķīmiskais sastāvs pārsvarā ir līdzīgs Saulei, taču s-procesa elementi ir bagātināti. Tas kalpo par apstiprinājumu dubultsistēmas evolūcijas modelim ar masas pārnesi no asimptotiskā milžu zara zvaigznes;
 - Cītu autoru novērotais zvaigznes radiālā ātruma trends iespējams ir saistīts ar orbitālo kustību dubultsistēmā. Šādā gadījumā šai sistēmai varētu būt ļoti garš orbitālais periods.

2. Ir iegūti augstas izšķirtspējas spektri ($R = 67000$) divām Galaktikas metālnabadzīgajām zvaigznēm - HD 232078 un HD 218732, izmantojot Kanāriju salu 2,56 m Ziemeļvalstu Optiskā Teleskopa FIES spektrogrāfu. Veicot rūpīgu ķīmiskā sastāva analīzi iegūti sekojoši rezultāti:

- Noteikti abu zvaigžņu atmosfēru fizikālie parametri – efektīvā temperatūra (T_{eff}), smaguma spēka radītā paātrinājuma uz virsmas logaritms ($\log g$), mikroturbulences ātrums (ξ_t);
- Noteikts ķīmiskais sastāvs 34 ķīmiskajiem elementiem, 10 no kuriem šajās zvaigznēs iepriekš nav pētīti. Atrasts, ka abām zvaigznēm $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -1,50$;
- Pētot neitronu satveršanas procesa elementu ($Z \geq 56$) koncentrāciju relatīvo sadalījumu, secināts, ka to var labi aprakstīt ar nobīdītu Saules r-procesa līkni, kas liecina, ka šie elementi ir primāri radušies II-tipa pārnovu sprādzienos;
- Noteikts, ka vieglāko neitronu satveršanas procesa elementu koncentrācijas pilnībā nespēj aprakstīt Saules r-procesa sadalījuma līkne un šiem elementiem varētu būt cita izcelsme, vai arī papildus sintēzes avots, kurš darbojās agrajās Galaktikas evolūcijas stadijās;
- Nedaudz paaugstinātā $[\text{Ba}/\text{Eu}] = -0,42 \pm 0,15$ attiecība zvaigznē HD 218732 norāda uz iespējamu s-procesa ietekmi ķīmiskā sastāva izcelsmē, turpretī HD 232078 koncentrācijas liecina par tīru r-procesa nukleosintēzi;
- Analizējot C, N, O koncentrācijas ir secināts, ka HD 218732 varētu būt asimptotiskā milžu zara zvaigzne, bet HD 232078 atrodas sarkanā milžu zara virsotnē. Šo secinājumu papildus apstiprina

litija neesamība HD 218732 atmosfērā, kā arī par $\sim 6\text{ km/s}$ uz īso viļņu pusi novirzītais $H\alpha$ līnijas centrs;

- Konstatēts, ka abās zvaigznēs notiek intensīva masas zaudēšana, par ko liecina gan nesimetriskie un nobīdītie intensīvo spektrālīniju centri, gan emisijas detaļas $H\alpha$, Ca II H un K līniju spārnos. Novērotās radiālo ātrumu svārstības visticamāk ir saistītas ar pulsācijām zvaigžņu atmosfērās.

3. Ar Ziemeļvalstu Optiskā Teleskopa FIES spektrogrāfu iegūts augstas izšķirtspējas ($R = 67000$) spektrs metālnabadzīgās oglekļa zvaigznes HD 209621 ķīmiskā sastāva analīzei. Darba rezultātā iegūti sekojoši rezultāti:

- Noteikti zvaigznes atmosfēras fizikālie parametri: $T_{\text{eff}} = 4400\text{ K}$, $\log g = 1,0$, $\xi_t = 1,9\text{ km/s}$. Šādi parametri kā arī bolometriskais zvaigžņlielums ir tipiski sarkanā milžu zara zvaigznēm;
- Noteikts ķīmiskais sastāvs 32 ķīmiskajiem elementiem, 11 no kuriem ir pētīti pirmo reizi;
- Apstiprināta zvaigznes piederība metālnabadzīgajām zvaigznēm, $[\text{Fe}/\text{H}] = -1,91$;
- Pirmo reizi noteikta skābekļa koncentrācija $[\text{O}/\text{Fe}] \approx +0,8 \pm 0,2\text{ dex}$, kas atrodas uz metālnabadzīgajām zvaigznēm nesen atrastā trenda;
- Oglekļa bagātinājums $\text{C}/\text{O} \approx 2,0$ apstiprina piederību oglekļa zvaigznēm, bet zema $\text{C}/\text{N} \approx -0,8$ attiecība un $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 17 \pm 5$ labi saskan ar AMZ zvaigžņu kodolsintēzes teorijas paredzējumiem vidējas masas zvaigznēm;

- Neitronu satveršanas elementi ir bagātināti un to sadalījumu labi apraskta pārbīdīta Saules sistēmas koncentrāciju sadalījuma līkne;
- Pēc iegūtajiem rezultātiem HD 209621 var klasificēt kā CEMP-*r/s* apakšklases zvaigzni;
- Atrastās ķīmiskās īpatnības izskaidro dubultsistēmas modelis, kurā ir notikusi vielas pārplūde no AMZ zvaigznes uz kompanjonzvaigzni, kura tagad ir novērojama kā sarkanais milzis;
- Secināts, ka oglekļa bagāto zvaigžņu rūpīgai analīzei ir nepieciešami spektri ar vēl lielāku izšķirtspēju, lai mazinātu blendēto līniju ietekmi iegūtajām koncentrācijām. Atšķirības starp dažādu autoru iegūtajiem rezultātiem ir nozīmīgas, un visticamāk saistītas ar dažādu izmantoto spektru izšķirtspēju.

Promocijas darbā iekļautās publikācijas

Matrozis E., Začs L., Barzdis A., “*High resolution spectroscopy of carbon-rich and metal-poor star HD 209621*”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* (MNRAS), iesniegts publicēšanai (2011);

Barzdis A., “*High resolution spectroscopy of two metal-poor red giants: HD 232078 and HD 218732*”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* (MNRAS), Volume 408, pp. 1452 – 1462 (2010);

Barzdis A., Začs L., Galazutdinov G., “*High-resolution spectroscopy of metal-poor star HD187216*”, *Baltic Astronomy*, Volume 18, pp. 65 – 74 (2009).

Publikācijas, kas tapušas ārpus promocijas darba tēmas

Začs L., Alksnis O., Barzdis A., Laure A., Musaev F.A., Bondar A., Sperauskas J., “*Spectroscopy of red giants in the open clusters NGC1545 and Tr2*”, “*Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*” (MNRAS), Volume 417, pp. 649-658 (2011).

Publikācijas konferenču izdevumos

Barzdis A., “*High-resolution spectroscopy of metal-poor red giants HD 232078 and HD 218732*”, in the proceedings of “*11th Symposium on Nuclei in Cosmos*”, (2010);

Začs L., Barzdis A., Sandars M., Matrozis E., “*Niobium in the spectra of metal poor stars*”, “*Proceedings of Science*” in the proceedings of “*11th Symposium on Nuclei in Cosmos*”, (2010);

Začs L., Barzdis A., “*Lithium in metal-poor red giants*”, *Light Elements in the Universe, Proceedings of the*

International Astronomical Union, IAU Symposium, Volume 268, pp. 361 – 362, (2010);

Barzdis A., Začs L., Galazutdinov G., “*High-resolution spectroscopy of metal-poor star HD187216*”, redactors: Hunt L., Madden S., Schneider R., Cambridge University Press, 2008, Cambridge, UK;

Ziņojumi zinātniskajās konferencēs

Barzdis A., Matrozis E., Začs L., “*High resolution spectroscopy of metal-poor star HD 209621*”, conference “*From Atoms to Stars: the impact of Spectroscopy on Astrophysics*”, Oxford, UK, July 26 – 28, 2011;

Barzdis A., Sandars M., Začs L., “*Niobijs metālnabadzīgās zvaigznēs*”, *Latvijas Universitātes 69. konference*, Riga, Latvia, February 3, 2011;

Záčs L., Sperauskas J., Smirnova O., Barzdis A., “*Dynamical phenomena in the atmosphere of the proto-planetary nebula IRAS22272+5435*”, conference “*Why Galaxies Care About AGB Stars II*”, Vienna, Austria, August 16 – 20, 2010;

Barzdis A., “*High resolution spectroscopy of two metal-poor red giants: HD 232078 and HD 218732*”, symposium “*11th Symposium on Nuclei in Cosmos*”, Heidelberg, Germany, July 19 – 23, 2010;

Barzdis A., “*Metālnabadzīgu sarkano milžu augstas izšķirtspējas spektro-skopiskie pētījumi*”, *Latvijas Universitātes 68. konference*, Riga, Latvia, February 3, 2010;

Záčs L., Barzdis A., “*Lithium in metal-poor stars*”, “*IAU Symposium 268: Light Elements in the Universe*”, Geneve, Switzerland, November 9 – 13, 2009;

Barzdis A., Začs L., Galazutdinov G., “*High-resolution spectroscopy of metal-poor star HD187216*”, symposium “*IAU Symposium 255: Low-Metallicity Star Formation: From the First Stars to Dwarf Galaxies*”, Rapallo, Italy, June 16 – 20, 2008.

Pateicības

Autors vēlas pateikties Ventspils 2. vidusskolas skolotājam A. Nikolajevam par astronomijas popularizēšanu jauniešu vidū un sniegtajām pamatzināšanām astronomijā, kas raisīja nezūdošu interesi par šo interesanto zinātnes nozari.

Nenovērtējamu atbalstu atbalstu studiju laikā un strādājot pie promocijas darba izstrādes ir snieguši mani vecāki un vecvecāki.

Pateicos Dr. Phys A. Alksnim par sniegtajām zināšanām uzsākot patstāvīgu pētniecisko darbību astronomijā.

Izsaku pateicību savam darba vadītājam, Dr. Phys L. Začam par promocijas darba tēmas ieteikšanu, pretīmnākošo attieksmi, neskaitāmajiem padomiem un ieteikumiem promocijas darba izstrādē.

Literatūras saraksts

1. G. Steigman, Primordial Nucleosynthesis: The Predicted and Observed Abundances and Their Consequences, „Chemical Abundances in the Universe: Connecting First Stars to Planets”, *Proceedings of the International Astronomical Union, IAU Symposium*, **265**, (2010), p. 15-22
2. F. Iocco, G. Mangano, G. Miele, O. Pisanti, P. D. Serpico, Primordial nucleosynthesis: From precision cosmology to fundamental physics, *Physics Reports*, **472**, (2009), Issue 1-6, p. 1-76
3. B. L. Canto Martins, A. Lèbre, A. Palacios, P. De Laverny, O. Richard, C. H. F. Melo, J. D. Jr. Do Nascimento, J. R. de Madeiros, Lithium abundances and extra mixing processes in evolved stars of M 67, *Astronomy and Astrophysics*, **527**, (2011), 94
4. L. Sbordone, P. Bonifacio, E. Caffau, H. –G. Ludwig, N. T. Behara, J. I. González Hernández, M. Steffen, et al., The metal-poor end of the Spite plateau. I. Stellar parameters, metallicities, and lithium abundances, *Astronomy and Astrophysics*, **522**, (2010), 26
5. W. Aoki, P. S. Barklem, T. C. Beers, N. Christlieb, S. Inoue, A. E. García Pérez, J. E. Norris, D. Carollo, Lithium Abundances of Extremely Metal-Poor Turnoff Stars, *The Astrophysical Journal*, **698**, (2009), 1803
6. J. Dunkley, E. Komatsu, M. R. Nolta, D. N. Spergel, D. Larson, G. Hinshaw, L. Page, et al., Five-Year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe Observations: Likelihoods and Parameters from the WMAP Data, *The Astrophysical Journal Supplement*, **180**, (2009), 306
7. R. H. Cyburt, B. D. Fields, K. A. Olive, An update on the big bang nucleosynthesis prediction for ${}^7\text{Li}$: the problem worsens, *Journal of Cosmology and Astroparticle Physics*, **11**, (2008), 12

8. A. M. Boesgaard, A. Stephens, C. P. Deliyannis, Lithium and Lithium Depletion in Halo Stars on Extreme Orbits, *The Astrophysical Journal*, **633**, (2005), 398
9. M. Asplund, D. L. Lambert, P. E. Nissen, F. Primas, V. V. Smith, Lithium Isotopic Abundances in Metal-poor Halo Stars, *The Astrophysical Journal*, **644**, (2006), 229
10. K. Lind, M. Asplund, P. S. Barklem, Departures from LTE for neutral Li in late-type stars, *Astronomy and Astrophysics*, **503**, (2009), 541
11. J. Meléndez, L. Casagrande, I. Ramírez, M. Asplund, W. J. Schuster, Observational evidence for a broken Li Spite plateau and mass-dependent Li depletion, *Astronomy and Astrophysics*, **515**, (2010), L3
12. M. Lugaro, F. Herwig, J. C. Lattanzio, R. Gallino, O. Straniero, s-Process Nucleosynthesis in Asymptotic Giant Branch Stars: A Test for Stellar Evolution, *The Astrophysical Journal*, **586**, (2003), 1305
13. I. Jr. Iben, A. Renzini, On the formation of carbon star characteristics and the production of neutron-rich isotopes in asymptotic giant branch stars of small core mass, *Astrophysical Journal*, **263**, (1982), L23
14. O. Straniero, R. Gallino, M. Busso, A. Chiefei, C. M. Raiteri, M. Limongi, M. Salaris, Radiative C-13 burning in asymptotic giant branch stars and s-processing, *Astrophysical Journal*, **440**, (1995), L85
15. F. Herwig, Evolution of Asymptotic Giant Branch Stars, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, **43**, (2005), 435
16. F. Herwig, T. Bloeker, D. Schoenberner, M. El Eid, Stellar evolution of low and intermediate-mass stars. IV. Hydrodynamically-based overshoot and nucleosynthesis in AGB stars, *Astronomy and Astrophysics*, **324**, (1997), L81
17. N. Langer, A. Heger, S. Wellstein, F. Herwig, Mixing and nucleosynthesis in rotating TP-AGB stars, *Astronomy and Astrophysics*, **346**, (1999), L37

18. F. Herwig, N. Langer, M. Lugaro, The s-Process in Rotating Asymptotic Giant Branch Stars, *The Astrophysical Journal*, **593**, (2003), 1056
19. L. Siess, S. Goriely, N. Langer, Nucleosynthesis of s-elements in rotating AGB stars, *Astronomy and Astrophysics*, **415**, (2004), 1089
20. P. A. Denissenkov, C. A. Tout, Partial mixing and formation of the ^{13}C pocket by internal gravity waves in asymptotic giant branch stars, *Monthly Notice of the Royal Astronomical Society*, **340**, (2003), 722
21. S. Van Eck, S. Goriely, A. Jorissen, B. Plez, Discovery of three lead-rich stars, *Nature*, **412**, (2001), 793
22. S. Van Eck, S. Goriely, A. Jorissen, B. Plez, More lead stars, *Astronomy and Astrophysics*, **404**, (2003), 291
23. T. Lebzelter, J. Hron, Technetium and the third dredge up in AGB stars. I. Field stars, *Astronomy and Astrophysics*, **411**, (2003), 533
24. C. Travaglio, R. Gallino, E. Arnone, J. Cowan, F. Jordan, C. Sneden, Galactic Evolution of Sr, Y, And Zr: A Multiplicity of Nucleosynthetic Processes, *The Astrophysical Journal*, **601**, (2004), 864
25. A. Arcones, F. Montes, Production of Light-element Primary Process Nuclei in Neutrino-driven Winds, *The Astrophysical Journal*, **731**, (2011), 5
26. M. Busso, R. Gallino, G. J. Wasserburg, Nucleosynthesis in Asymptotic Giant Branch Stars: Relevance for Galactic Enrichment and Solar System Formation, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, **37**, (1999), 239
27. M. Lugaro, F. Herwig, J. C. Lattanzio, R. Gallino, O. Straniero,
s-Process Nucleosynthesis in Asymptotic Giant Branch Stars: A Test for Stellar Evolution, *The Astrophysical Journal*, **586**, (2003), 1305
28. M. Heil, F. Käppeler, E. Uberseder, R. Gallino, M. Pignatari, The s process in massive stars, *Progress in Particle and Nuclear Physics*, **59**, (2007), 174

29. N. Prantzos, M. Nashimoto, K. Nomoto, The s-process in massive stars - Yields as a function of stellar mass and metallicity, *Astronomy and Astrophysics*, **234**, (1990), 211
30. D. Argast, M. Samland, F. -K. Thielemann, Y., -Z. Qian, Neutron star mergers versus core-collapse supernovae as dominant r-process sites in the early Galaxy, *Astronomy and Astrophysics*, **416**, (2004), 997
31. A. Frebel, Observing the r-Process Signature in the Oldest Stars, (2011), eprint arXiv:0812.1227
32. R. Cayrel, V. Hill, T. C. Beers, B. Barbuy, M. Spite, B. Plez, J. Andersen, et al., Measurement of stellar age from uranium decay, *Nature*, **409**, (2001), 691
33. M. Arnould, S. Goriely, K. Takahashi, The r-process of stellar nucleosynthesis: Astrophysics and nuclear physics achievements and mysteries, *Physics Reports*, **450**, (2007), 97
34. J. W. Chamberlain, L. H. Aller, The Atmospheres of A-Type Subdwarfs and 95 Leonis, *Astrophysical Journal*, **114**, (1951), 52
35. M. S. Bessell, J. Norris, The ultra-metal-deficient (Population III?) red giant CD 38.245 deg, *The Astrophysical Journal*, **285**, (1984), 622
36. T. C. Beers, N. Christlieb, The Discovery and Analysis of Very Metal-Poor Stars in the Galaxy, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, **43**, (2005), 531
37. N. Christlieb, The most metal-poor stars of the Galaxy: Surveys, abundances and implications, „Stellar Evolution at Low Metallicity: Mass Loss, Explosions, Cosmology”, *ASP Conference Series*, **353**, (2006), 271
38. A. Frebel, Metal-poor Stars, „New Horizons in Astronomy”, *ASP Conference Series*, **393**, (2008), 63
39. D. L. Burris, C. A. Pilachowski, T. E. Armandroff, C. Sneden, J. J. Cowan, H. Roe, Neutron-Capture Elements in the Early Galaxy: Insights from a Large Sample of Metal-poor Giants, *The Astrophysical Journal*, **544**, (2000), 302

40. N. Christlieb, B. Gustafsson, A. J. Korn, P. S. Barklem, T. C. Beers, M. S. Bessell, T. Karlsson, M. Mizuno-Wiedner, HE 0107-5240, a Chemically Ancient Star. I. A Detailed Abundance Analysis, *The Astrophysical Journal*, **603**, (2004), 708
41. C. Sneden, A. McWilliam, G. W. Preston, J. J. Cowan, D. L. Burris, B. J. Armosky, The Ultra--Metal-poor, Neutron-Capture--rich Giant Star CS 22892-052, *The Astrophysical Journal*, **467**, (1996), 819
42. A. Frebel, N. Christlieb, J. E. Norris, C. Thom, T. C. Beers, J. Rhee, Discovery of HE 1523-0901, a Strongly r-Process-enhanced Metal-poor Star with Detected Uranium, *The Astrophysical Journal*, **660**, (2007), L117
43. J. A. Johnson, M. Bolte, Abundances in the Very Metal Poor s-Process-rich Star CS, *The Astrophysical Journal*, **579**, (2002), L87
44. T. Sivarani, P. Bonifacio, P. Molaro, R. Cayrel, M. Spite, F. Spite, B. Plez, et al., First stars IV. CS : Evidence for operation of the s-process at very low metallicity, *Astronomy and Astrophysics*, **413**, (2004), 1073
45. W. Aoki, S. G. Ryan, J. E. Norris, T. C. Beers, H. Ando, N. Iwamoto, T. Kajino, et al., Neutron Capture Elements in s-Process-Rich, Very Metal-Poor Stars, *The Astrophysical Journal*, **561**, (2001), 346
46. S. Rossi, T. C. Beers, C. Sneden, Carbon Abundances for Metal-Poor Stars Based on Medium-Resolution Spectra, „The Third Stromlo Symposium: The Galactic Halo”, *ASP Conference Series*, **165**, (1999), 264
47. S. G. Ryan, Carbon-rich, Extremely Metal-Poor Population II stars, „CNO in the Universe”, *ASP Conference Series*, **304**, (2003), 128
48. R. D. McClure, A. W. Woodsworth, The binary nature of the barium and CH stars. III - Orbital parameters, *The Astrophysical Journal*, **352**, (1990), 709
49. S. Lucatello, S. Tsangarides, T. C. Beers, E. Carretta, R. G. Gratton, S. G. Sean, The Binary Frequency Among

- Carbon-enhanced, s-Process-rich, Metal-poor Stars, *The Astrophysical Journal*, **625**, (2005), 825
50. N. Christlieb, M. S. Bessell, T. C. Beers, B. Gustafsson, A. Korn, P. S. Barklem, T. Karlsson, et al., A stellar relic from the early Milky Way, *Nature*, **419**, (2002), 904
 51. A. Frebel, W. Aoki, N. Christlieb, H. Ando, M. Asplund, P.S. Barklem, T. C. Beers, et al., The new record holder for the most iron-poor star: HE 1327 2326, a dwarf or subgiant with $[Fe/H]=-5.4$, „From Lithium to Uranium: Elemental Tracers of Early Cosmic Evolution”, *IAU Symposium Proceedings of the international Astronomical Union*, **228**, (2005), 207
 52. J. E. Norris, N. Christlieb, A. J. Korn, K. Eriksson, M. S. Bessell, T. C. Beers, L. Wisotzki, D. Reimers, HE 0557-4840: Ultra-Metal-Poor and Carbon-Rich, *The Astrophysical Journal*, **670**, (2007), 774
 53. H. Umeda, K. Nomoto, First-generation black-hole-forming supernovae and the metal abundance pattern of a very iron-poor star, *Nature*, **422**, (2003), 871
 54. G. A. Galazutdinov, *Special Astrophysical Observatory preprint*, **92**, (1992), 2
 55. C. E. Moore, M. G. J. Minnaert, J. Houtgast, The solar spectrum 2935 Å to 8770 Å, *National Bureau of Standards Monograph*, Washington: US Government Printing Office (USGPO), 1966
 56. K. Hinkle, L. Wallace, J. Valenti, D. Harmer, Visible and Near Infrared Atlas of the Arcturus Spectrum 3727-9300 Å, „Visible and Near Infrared Atlas of the Arcturus Spectrum 3727-9300 Å”, ed. Kenneth Hinkle, Lloyd Wallace, Jeff Valenti, and Dianne Harmer. (San Francisco: ASP) ISBN: 1-58381-037-4, 2000
 57. F. Castelli, R. L. Kurucz, New Grids of ATLAS9 Model Atmospheres, „Modelling of Stellar Atmospheres”, *Proceedings of the 210th Symposium of the International Astronomical Union*, (2003), A20

58. J. Meléndez, B. Barbuy, Both accurate and precise gf-values for Fe II lines, *Astronomy and Astrophysics*, **497**, (2009), 611
59. O. Zamora, C. Abia, B. Plez, I. Domínguez, S. Cristallo, The chemical composition of carbon stars. The R-type stars, *Astronomy and Astrophysics*, **508**, (2009), 909
60. D. F. Gray, The Observation and Analysis of Stellar Photospheres, 3rd Edition, by D.F. Gray. ISBN 0521851866, UK: Cambridge University Press, 2005
61. A. Alonso, S. Arribas, C. Martínez-Roger, The effective temperature scale of giant stars (F0-K5). II. Empirical calibration of T_{eff} versus colours and [Fe/H], *Astronomy and Astrophysics Supplement*, **140**, (1999), 261
62. N. Zacharias, D. G. Monet, S. E. Levine, S. E. Urban, R. Gaume, G. L. Wycoff, NOMAD Catalog, Vizier On-line Data Catalog: I/297, (2005)
63. R. M. Cutri, M. F. Skrutskie, S. van Dyk, C. A. Beichman, J. M. Carpenter, T. Chester, L. Cambresy, et al., The IRSA 2MASS All-Sky Point Source Catalog, NASA/IPAC Infrared Science Archive, (2003)
64. D. J. Schlegel, D. P. Finkbeiner, M. Davis, Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds, *The Astrophysical Journal*, **500**, (1998), 525
65. U. Munari, T. Zwitter, Equivalent width of NA I and K I lines and reddening, *Astronomy and Astrophysics*, **318**, (1997), 269
66. R. O. Gray, C. J. Corbally, The calibration of MK spectral classes using spectral synthesis. 1: The effective temperature calibration of dwarf stars, *Astronomical Journal*, **107**, (1994), 742
67. H. L. Helfer, G. Wallerstein, J. L. Greenstein, Abundances in Some Population II K Giants, *The Astrophysical Journal*, **129**, (1959), 700

68. G. Wallerstein, J. L. Greenstein, R. Parker, H. L. Helfer, L. H. Aller, Red Giants with Extreme Metal Deficiencies, *The Astrophysical Journal*, **137**, (1963), 280
69. D. H. P. Jones, M. E. Dixon, The Luminosities of Late-Type Stars of Differing Metal Abundance, *The Astrophysical Journal*, **177**, (1972), 665
70. B. W. Carney, D. W. Latham, R. P. Stefanik, J. B. Laird, Line Broadening in Field Metal-Poor Red Giant and Red Horizontal Branch Stars, *The Astronomical Journal*, **135**, (2008), 196
71. B. W. Carney, D. W. Latham, R. P. Stefanik, J. B. Laird, J. A. Morse, Spectroscopic Binaries, Velocity Jitter, and Rotation in Field Metal-poor Red Giant and Red Horizontal-Branch Stars, *The Astronomical Journal*, **125**, (2003), 293
72. E. M. Leep, G. Wallerstein, Abundances in 11 field stars with large metal deficiencies, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, **196**, (1981), 543
73. C. A. Pilachowski, C. Sneden, J. Booth, The abundance of lithium in metal-poor subgiant stars, *The Astrophysical Journal*, **407**, (1993), 699
74. A. K. Dupree, G. H. Smith, Spectroscopy of the Ca II Line in Metal-Poor Field Red Giants. II. Northern Hemisphere Observations, *The Astronomical Journal*, **110**, (1995), 405
75. T. V. Mishenina, V. G. Klochkova, V. E. Panchuk, Elemental abundances in the atmospheres of three metal-deficient giants, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, **109**, (1995), 471
76. C. A. Pilachowski, C. Sneden, K. P. Kraft, Sodium Abundances in Field Metal-Poor Stars, *The Astronomical Journal*, **111**, (1996), 1689
77. G. Gonzalez, G. Wallerstein, Elemental Abundances in Giants in NGC 3201, a Globular Cluster with a Retrograde Orbit, *The Astronomical Journal*, **116**, (1998), 765

78. J. Simmerer, C. Sneden, J. J. Cowan, J. Collier, V. M. Woolf, J. E. Lawler, The Rise of the s-Process in the Galaxy, *The Astrophysical Journal*, **617**, (2004), 1091
79. G. Wallerstein, V. V. Kovtyukh, S. M. Andrievsky, NGC 6388: Chemical Composition of Its Eight Cool Giants, *The Astronomical Journal*, **133**, (2007), 1373
80. B. W. Carney, D. F. Gray, D. Yong, D. W. Latham, N. Manset, R. Zelman, J. B. Laird, Rotation and Macroturbulence in Metal-Poor Field Red Giant and Red Horizontal Branch Stars, *The Astronomical Journal*, **135**, (2008), 892
81. Y. Takeda, G. Zhao, M. Takada-Hidai, Y. -Q. Chen, Y. -J. Saito, H. -W. Zhang, Non-LTE Analysis of the Sodium Abundance of Metal-Poor Stars in the Galactic Disk and Halo, *Chinese Journal of Astronomy and Astrophysics*, **3**, (2003), 316
82. S. M. Andrievsky, M. Spite, S. A. Korotin, F. Spite, P. Bonifacio, R. Cayrel, V. Hill, P. François, NLTE determination of the aluminium abundance in a homogeneous sample of extremely metal-poor stars, *Astronomy and Astrophysics*, **481**, (2008), 481
83. P. Bonifacio, M. Spite, R. Cayrel, V. Hill, F. Spite, P. François, B. Plez, et al., First stars XII. Abundances in extremely metal-poor turnoff stars, and comparison with the giants, *Astronomy and Astrophysics*, **501**, (2009), 519
84. D. K. Lai, M. Bolte, J. A. Johnson, S. Lucatello, A. Heger, S. E. Woosley, Detailed Abundances for 28 Metal-poor Stars: Stellar Relics in the Milky Way, *The Astrophysical Journal*, **681**, (2008), 1524
85. P. E. Nissen, C. Akerman, M. Asplund, D. Fabbian, F. Kerber, H. U. Kaufl, M. Pettini, Sulphur and zinc abundances in Galactic halo stars revisited, *Astronomy and Astrophysics*, **469**, (2007), 319
86. C. -H. Du, B. Zhang, H. -F. Song, Q. -H. Peng, Galactic Chemical Evolution of the Lighter Neutron Capture

- Elements Sr, Y and Zr, *Chinese Journal of Astronomy and Astrophysics*, **3**, (2003), 431
87. C. Arlandini, F. Käppeler, K. Wisshak, R. Gallino, M. Lugaro, M. Busso, O. Straniero, Neutron Capture in Low-Mass Asymptotic Giant Branch Stars: Cross Sections and Abundance Signatures, *The Astrophysical Journal*, **525**, (1999), 886
88. M. Spite, R. Cayrel, B. Plez, V. Hill, F. Spite, E. Depagne, P. François, et al., First stars VI - Abundances of C, N, O, Li, and mixing in extremely metal-poor giants. Galactic evolution of the light elements, *Astronomy and Astrophysics*, **430**, (2005), 655
89. L. W. Ramsey, Variable mass loss in the metal deficient giant HDE 232078, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, **91**, (1979), 252
90. C. Cacciari, A. Bragaglia, E. Rossetti, F. Fusi Pecci, G. Mulas, E. Carretta, R. G. Gratton, et al., Mass motions and chromospheres of RGB stars in the globular cluster NGC 2808, *Astronomy and Astrophysics*, **413**, (2004), 343
91. A. K. Dupree, L. Hartmann, E. H. Avrett, Chromospheres and mass loss in metal-deficient giant stars, *The Astrophysical Journal*, **281**, (1984), L37
92. J. G. Cohen, J. Meléndez, Abundances in a Large Sample of Stars in M3 and M13, *The Astronomical Journal*, **129**, (2005), 303
93. P. Demarque, J. -H. Woo, Y. -C. Kim, S. K. Yi, Y^2 Isochrones with an Improved Core Overshoot Treatment, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, **155**, (2004), 667
94. P. J. D. Mauas, C. Cacciari, L. Pasquini, Modelling chromospheric line profiles in NGC 2808: evidence of mass loss from RGB stars, *Astronomy and Astrophysics*, **454**, (2006), 609
95. Sz. Meszaros, A. K. Dupree, A. Szentgyorgyi, Mass Outflow and Chromospheric Activity of Red Giant Stars in

- Globular Clusters.I. M15, *The Astronomical Journal*, **135**, (2008), 1117
96. T. Kipper, U. G. Jorgensen, Chemical composition of the metal-poor carbon star HD 187216, *Astronomy and Astrophysics*, **290**, (1994), 148
 97. P. K. Lu, P. Demarque, W. van Alena, H. McAlister, W. Hartkopf, ICCD speckle observations of binary stars. III - A survey for duplicity among high-velocity stars, *The Astronomical Journal*, **94**, (1987), 1318
 98. N. V. Kharchenko, All-sky compiled catalogue of 2.5 million stars, *Kinematika i Fizika Nebesnykh Tel*, **17**, (2001), 409
 99. A. Alonso, S. Arribas, C. Martínez-Roger, The empirical scale of temperatures of the low main sequence (F0V-K5V), *Astronomy and Astrophysics*, **313**, (1996), 873
 100. A. McWilliam, G. W. Preston, C. Sneden, L. Searle, Spectroscopic Analysis of 33 of the Most Metal Poor Stars. II., *The Astronomical Journal*, **109**, (1995), 2757
 101. M. Asplund, N. Grevesse, A. J. Sauval, The Solar Chemical Composition, „Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis in honor of David L. Lambert”, *ASP Conference Series*, **336**, (2005), 25
 102. N. G. Shchukina, J. Trujillo Bueno, M. Asplund, The Impact of Non-LTE Effects and Granulation Inhomogeneities on the Derived Iron and Oxygen Abundances in Metal-Poor Halo Stars, *The Astrophysical Journal*, **618**, (2005), 939
 103. V. V. Smith, H. Coleman, D. L. Lambert, Abundances in CH Subgiants: Evidence of Mass Transfer onto Main-Sequence Companions, *The Astrophysical Journal*, **417**, (1993), 287
 104. S. G. Ryan, W. Aoki, J. E. Norris, T. C. Beers, The Origins of Two Classes of Carbon-enhanced, Metal-poor Stars, *The Astrophysical Journal*, **635**, (2005), 349
 105. R. D. McClure, The binary nature of the CH stars, *The Astrophysical Journal*, **280**, (1984), L31

106. A. A. Wyller, New C¹³ Indicators in Stellar Spectra, *The Astrophysical Journal*, **143**, (1966), 828
107. P. C. Keenan, W. W. Morgan, The Classification of the Red Carbon Stars, *The Astrophysical Journal*, **94**, (1941), 501
108. Y. Yamashita, CH-like stars, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, **27**, (1975), 325
109. N. Samus, *General Catalogue of variable Stars, vol.I-III*, Version 2011
110. R. F. Sanford, Radial Velocities of Stars of Spectral Class R, *The Astrophysical Journal*, **59**, (1924), 339
111. J. Bergeat, A. Knapik, B. Rutily, Carbon-rich giants in the HR diagram and their luminosity function, *Astronomy and Astrophysics*, **390**, (2002), 967
112. G. Wallerstein, Atomic Lines in the CH Star HD 209621, *The Astrophysical Journal*, **158**, (1969), 607
113. T. Tsuji, M. Iye, K. Tomioka, T. Okada, H. Sato, A very high C-12/C-13 ratio in some CH stars - Implications for dredge-up in AGB evolution during the metal-poor ERA, *Astronomy and Astrophysics*, **252**, (1991), L1
114. A. D. Vanture, The CH stars. I - Carbon isotope ratios, *The Astronomical Journal*, **103**, (1992), 2035
115. A. D. Vanture, The CH Stars. III. Heavy Element Abundances, *The Astronomical Journal*, **104**, (1992), 1997
116. A. Goswami, W. Aoki, HD209621: abundances of neutron-capture elements, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, **404**, (2010), 253
117. I. Platais, D. Pourbaix, A. Jorissen, V. V. Makarov, L. N. Berdnikov, et al., Hipparcos red stars in the H_pV_{T2} and VI_C systems, *Astronomy and Astrophysics*, **397**, (2003), 997
118. V. Tsymbal, STARSP: A Software System For the Analysis of the Spectra of Normal Stars, *M.A.S.S.: Model Atmospheres and Spectrum Synthesis, ASP Conference Series*; Vol. **108**, (1996), ed. Saul J. Adelman; Friedrich Kupka; and Warner W. Weiss, p.198

119. M. F. Skrutskie, R. M. Cutri, R. Stiening, M. D. Weinberg, S. Schneider et al., The Two Micron All Sky Survey (2MASS), *The Astronomical Journal*, **131**, (2006), 1163
120. M. Asplund, N. Grevesse, A. Sauval, P. Scott, The Chemical Composition of the Sun, *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, **47**, (2009), 481
121. C. Charbonnel, N. Legarde, Thermohaline instability and rotation-induced mixing. I. Low- and intermediate-mass solar metallicity stars up to the end of the AGB, *Astronomy and Astrophysics*, **522**, (2010), A10
122. T. Masseron, J. A. Johnson, B. Plez, S. van Eck, F. Primas, S. Goriely, A. Jorissen, A holistic approach to carbon-enhanced metal-poor stars, *Astronomy and Astrophysics*, **509**, (2010), A93
123. A. Karakas, J. C. Lattanzio, Stellar Models and Yields of Asymptotic Giant Branch Stars, *Publications of the Astronomical Society of Australia*, **24**, (2007), 103