

LATVIJAS UNIVERSITĀTE  
FIZIKAS UN MATEMĀTIKAS FAKULTĀTE  
FIZIKAS NODAĻA

ZVAIGZNES HD235858 AUGSTAS  
IZSĶIRTSPĒJAS SPEKTROSKOPIJA UN  
MODELĒŠANA

BAKALAURA DARBS

Autors: **Kārlis Puķītis**

Studenta apliecības Nr.: kp14021

Darba vadītājs:

Dr. Phys. Laimons Začs

Rīga 2017

## Anotācija

Izmantojot augstas izšķirtspējas spektrus, noteikta 30 dažādu ķīmisko elementu koncentrācija zvaigznes HD235858 fotosfērā, tostarp diviem elementiem (Sr un Mo) koncentrācijas novērtētas pirmo reizi. Novērotas zvaigznes spektra izmaiņas laika gaitā un to izcelsme saistīta ar oglekli saturošo molekulu ( $C_2$  un CN) formēšanos ārējos zvaigznes atmosfēras slāņos. Secināts, ka visticamākais iemesls ķīmisko elementu koncentrāciju nesakrītībām vairāku autori starpā, ir zvaigznes spektra mainīgums un apjomīgā spektrālīniju blendēšanās. No elementu daudzuma sadalījuma HD235858 fotosfērā izspriests, ka zvaigzne radusies vidē, kas bijusi bagātināta ar pārnovu sprādzienu atliekām.

Atslēgas vārdi: zvaigžņu spektroskopija, AGB zvaigznes, post-AGB zvaigznes, s-procesa nukleosintēze

## **Abstract**

Abundances of 30 chemical elements in photosphere of the star HD235858 were derived based on high resolution spectroscopy. Abundances of two elements (Sr and Mo) were calculated for the first time. It was observed that spectrum of the star varies by time. This variation was found to be an effect of formation of carbon based molecules ( $C_2$  and CN) in the outer layers of atmosphere of the star. It was concluded that derived chemical abundance variations among works of different authors are most likely due to variability of the spectra and intense blending of spectral lines. Using calculated HD235858 photospheric abundance pattern, it was shown that the star has formed in region which was full of remnants from supernova explosions.

Key words: stellar spectroscopy, AGB stars, post-AGB stars, s-process nucleosynthesis

# Saturs

Apzīmējumu saraksts .....	1
Ievads .....	2
1. Mazas un vidējas masas zvaigžņu vēlās evolūcijas stadijas .....	5
1.1. Evolūcija un sajaukšanās procesi .....	5
1.2. Kodolsintēzes procesi .....	7
1.3. Masas zaudēšana .....	9
2. Darba metodika .....	12
2.1. Zvaigžņu augstas izšķirtspējas spektroskopija .....	12
2.2. Atmosfēru modeļu metode .....	14
2.3. Zvaigznes atmosfēras parametri un to noteikšana .....	15
2.4. Atmosfēras ķīmiskā sastāva analīze .....	18
3. Zvaigznes HD235858 literatūras apskats .....	20
4. HD235858 absorbcijas spektra analīze un modelēšana .....	22
4.1. Spektra raksturojums un redukcija .....	22
4.2. Spektra kvalitatīva analīze .....	24
4.3. Spektra izmaiņas laikā .....	26
4.4. Līniju identifikācija un atlase .....	28
4.5. Elementu koncentrāciju noteikšana .....	30
4.6. Mikroturbulences ātruma precizēšana .....	35
4.7. Spektrālā sintēze .....	37
4.8. Ķīmisko elementu koncentrāciju sadalījuma analīze .....	43
5. Rezultāti un secinājumi .....	45
Pateicības .....	47
Literatūras saraksts .....	48
1. Pielikums. Izmantoto līniju saraksts .....	51

## Apzīmējumu saraksts

$M_{\odot}$  – Saules masa

$M$  – Zvaigznes masa

AGB – Asimptotiskais milžu zars (angliski: asymptotic giant branch)

FDU – pirmā sajaukšanās (first dredge-up)

HGB – horizontālais milžu zars (horizontal giant branch)

H-R – Hercšprunga-Rasela

E-AGB – agrīnā asimptotiskā milžu zara stadija (early AGB)

SDU – otrā sajaukšanās (second dredge-up)

TP-AGB – termiski pulsējošais asimptotiskais milžu zars (thermally pulsing AGB)

TP – termiskais pulss (thermal pulse)

TDU – trešā sajaukšanās (third dredge-up)

HBB – karstā degšana (hot bottom burning)

ISM – starpzvaigžņu vide (interstellar matter)

CSE – Apzvaigznes apvalks (circumstellar envelope)

Post-AGB – pēcasimptotiskā milžu zara stadija

CCD – lādiņsaites matrica (charge coupled device)

LTE – lokāls termodinamisks līdzsvars (local thermodynamical equilibrium)

EW – ekvivalentais platums (equivalent width)

$Z$  – atoma kārtas skaitlis

$A$  – atoma masas skaitlis

Fe I – neitrāla dzelzs

Fe II – vienkārt jonizēta dzelzs

$T_{eff}$  – zvaigznes efektīvā temperatūra

$\xi$  – mikroturbulences ātrums

$\log \epsilon(\text{Fe})$  – dzelzs koncentrācija zvaigznes fotosfērā decimāllogaritmsikā skalā

$\log g$  – brīvās krišanas paātrinājums pie zvaigznes virsmas decimāllogaritmsikā skalā

dex – decimāllogaritma vienība

$\log gf$  – oscilatora stiprums decimāllogaritmsikā skalā

$\chi$  – ierosināšanas potenciāls

[Fe/H] – zvaigznes metāliskums

$R_v$  – zvaigznes radiālais ātrums

$\lambda$  – gaismas viļņa garums

## Ievads

Zvaigznēm, kuru sākuma masa nepārsniedz 8 Saules masas, ir svarīga loma ķīmisko elementu sintēzē Visumā un starpzvaigžņu vides bagātināšanā ar kodolsintēzes produktiem, kas kalpo par izejmateriālu nākamajām zvaigžņu paaudzēm. Pēc tam kad ūdeņraža un hēlija krājumi zvaigznes centrālajā daļā ir izsmelti, par zvaigznes galveno enerģijas avotu kļūst kodolsintēzes reakcijas zvaigznes kodola apkārtnē - ūdeņraža un hēlija degšana slānī. Šo evolūcijas stadiju dēvē par asimptotiskā milžu zara (AGB) stadiju, kuras laikā temperatūra kodolsintēzes zonā pārsniedz  $10^8$  K, notiek neitronu izdalīšanās un elementu sintēze, kas smagāki par dzelzi (Fe), tā saucamais s-process. Ūdeņraža un hēlija degšanai slānī raksturīga nestabilitāte, zvaigznes atmosfērai - dinamika un masas zaudēšana. Novērojumi un teorija liecina, ka vairums smago elementu dabā tiek sintezēti s-procesā AGB zvaigznēs, bet koncentrāciju proporcijas nosaka neitronu plūsmas blīvums un apstarošanas gaita. Salīdzinot s-procesa modelēšanas rezultātus ar ķīmiskā sastāva ainu AGB zvaigžņu atmosfērās, ir iespējams restaurēt Galaktikas ķīmiskā sastāva evolūciju un katra zvaigžņu tipa lomu tajā.

Diemžēl AGB zvaigžņu absorbcijas spektri ir ļoti komplicēti, jo temperatūra atmosfērā, kurā formējas spektrs, ir ar kārtu 2800 K un atomu līnijām spektrā virsū klājas molekulārās līnijas. Pat ļoti augstas izšķirtspējas spektri, kas mūsdienās ir astronomu rīcībā, nedod iespēju strādāt ar neblendētām atomu līnijām. Precīza ķīmiskā sastāva analīze izmantojot šādus spektrus ir ļoti sarežģīta. Par laimi, sekojošo zvaigžņu evolūcijas stadiju, tā saucamo pēc-asimptotiskā milžu zara (post-AGB) stadiju, raksturo augstāka efektīvā temperatūra un salīdzinoši vienkāršāki spektri. To analīze palīdz kvantitatīvi aprēķināt kodolsintēzes produktu koncentrācijas, kas radītas iepriekšējā evolūcijas stadijā. No otras puses, zvaigznes evolūcija post-AGB stadijā norisinās ļoti strauji un daudzi procesi joprojām nav izprasti. Piemēram, miglājs, kas veidojas zvaigznes apkārtnē masas zaudēšanas rezultātā, parasti ir asimetrisks. Zvaigznei raksturīga sfēriska simetrija un asimetrijas veidošanās cēloņi pagaidām ir drīzāk hipotēžu līmenī un gaida eksperimentālu pierādījumu. Nav skaidrs, kā tieši notiek zvaigznes pāreja no AGB stadijas uz post-AGB stadiju, kādi parametri raksturīgi zvaigznēm pārejas stadijā un kā to izmaiņas ietekmē zvaigznes evolūcijas tempu. Aktuāla ir tā saucamo atdzimušo (born again) zvaigžņu izpēte. Karsta zvaigzne pēc kodolresursu pilnīgas (?) izsmelšanas ceļā uz baltā pundura evolūcijas stadiju negaidot atgriežas post-AGB zvaigžņu pulkā. Izskaidrot, kāpēc notiek tā vai citādi, iespējams tikai balstoties uz vispusīgiem pētījumiem. Uzskaitīto zinātnisko problēmu risināšanā īpaša loma ir zvaigznēm, kuras nesen pametušas AGB stadiju. Galaktikā identificēts neliels skaits zvaigžņu, kuras atrodas pārejas fāzē no AGB uz post-AGB

stadiju un šo prototipu detalizēta analīze, izmantojot dažādus instrumentus un metodes, sola atrisināt vismaz daļu no mīklām.

LU Lāzeru centra Astrospektroskopijas laboratorija aktīvi nodarbojas ar šādu zvaigžņu analīzi. Pēdējos gados pasaules vadošajos astrofizikas žurnālos publicēti vairāki raksti [1,2,3,4,5], kuros noskaidroti auksto post-AGB zvaigžņu raksturlielumi un evolūcijas detaļas. Viens no prototipiem ir zvaigzne HD235858, kura saskaņā ar aprēķiniem ir pametusi AGB pirms apmēram 400 gadiem. Pēdējo 10 gadu laikā veikti intensīvi HD235858 spektroskopiski un fotometriski novērojumi un datu modelēšana. Zvaigznei konstatētas pusregulāras pulsācijas, masas izmešanas epizodes un triecienviļņu veidošanās atmosfērā. Šajā bakalaura darbā ir turpināta iegūto datu analīze un modelēšana ar mērķi noteikt koncentrācijas iespējami lielam ķīmisko elementu skaitam HD235858 atmosfērā, izmantojot augstas izšķirtspējas spektrus, kas iegūti pēdējo desmit gadu laikā, mēģinot izskaidrot statistiski nozīmīgas koncentrāciju atšķirības dažādu autoru pētījumos.

Lai sasniegtu izvirzīto mērķi formulēti sekojoši uzdevumi:

1. HD235858 absorbcijas spektra apskats dažādos laika posmos;
2. Neblendētu un maz blendētu līniju atlase zvaigznes spektrā;
3. Ķīmisko elementu koncentrāciju zvaigznes fotosfērā aprēķins;
4. Zvaigznes atmosfēras parametru precizēšana

Darbs sastāv no 5 daļām. Pirmajā daļā tiek dots mazas un vidējas masas zvaigžņu vēlo evolūcijas stadiju apraksts, akcentējot nozīmīgākos astrofizikālos procesus. Otrajā daļā tiek izklāstīti zvaigžņu augstas izšķirtspējas spektroskopijas un atmosfēru modeļu metodes pamati. Trešajā daļā ir dots īss pētāmā objekta svarīgāko zinātnisko publikāciju apskats. Ceturtajā daļā ir izklāstīti HD235858 spektru analīzes un modelēšanas rezultāti. Piektajā daļā apkopoti svarīgākie rezultāti, izdarīti secinājumi un ieskicētas nākotnes perspektīvas.

Darba gaitā iegūtie provizoriskie zinātniskie rezultāti 2015. un 2016.gadā tika prezentēti divās LU zinātniskajās konferencēs:

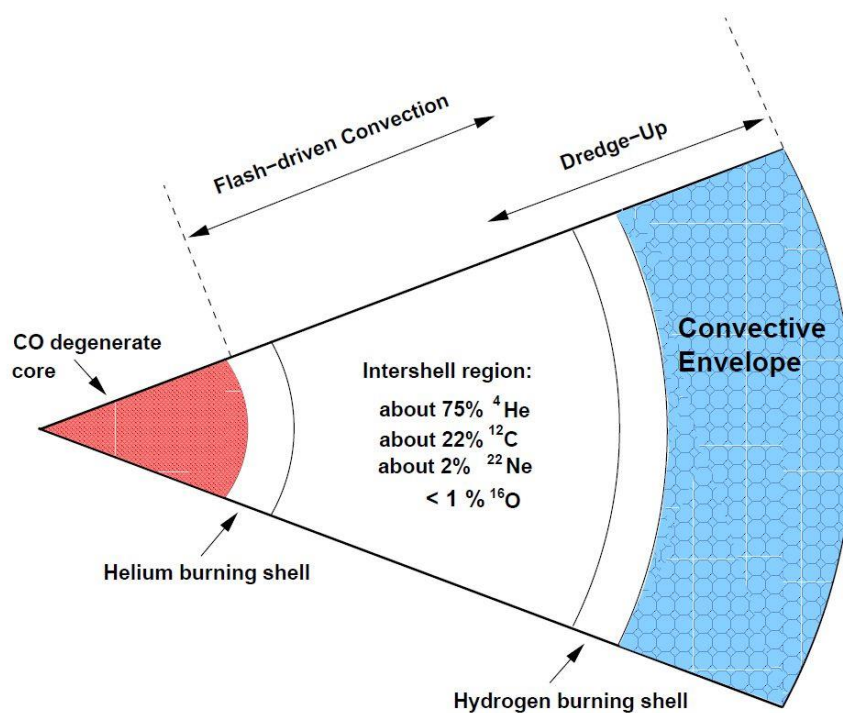
- 1) L.Začs, L.Priekule, K.Puķītis „Protoplanetāro miglāju spektroskopijas aktualitātes”, LU 73, Sekcija „Astrospektroskopija, atomu un molekulu fizika”, FMF, 2015.gada 5.februāris
- 2) L.Začs, K.Puķītis, M.Greiselis „Astrospektroskopijas aktualitātes”, LU 74, Sekcija „Astrospektroskopija, atomu, molekulu un optiskā fizika”, FMF, 2016.gada 5.februāris

Balstoties uz bakalaura darbā iegūtajiem rezultātiem tiek gatavota zinātniska publikācija starptautiskam recenzējamam žurnālam, kuru plānots pabeigt un iesniegt līdz 2017.gada rudenim.

# 1. MAZAS UN VIDĒJAS MASAS ZVAIGŽŅU VĒLĀS EVOLŪCIJAS STADIJAS

## 1.1. Evolūcija un sajaušanās procesi

AGB fāze ir pēdējā evolūcijas stadija mazām un vidējās masas zvaigznēm ( $0.8-8 M_{\odot}$ ), kurā dominējošais enerģijas avots ir kodolsintēze. Īsumā zvaigžņu evolūciju līdz šai stadijai var raksturot šādi: galvenās secības zvaigžņu kodolos notiek ūdeņraža degšana. Pēc ūdeņraža resursu izsmelšanas centrā galvenās secības zvaigzne kļūst par sarkano milzi. Šajā evolūcijas stadijā zvaigznei palielinās starjauka un veidojas liels konvektīvs apvalks, kas var iesniegties dziļākajos slāņos, kur notiek H degšana. Līdz ar konvektīvajām plūsmām zvaigznes virspusē tiek uznesti H degšanas produkti. Šo procesu sauc par FDU. Evolūcija pa RGB beidzas, kad zvaigznes centrā vai nu deģenerēti, uzliesmojuma veidā (ja  $M < 2.5 M_{\odot}$ ), vai arī nedeģenerētā veidā aizdegas He. Sekojošo evolūciju raksturo He degšana konvektīvā kodolā un H degšana slānī ap to. Hēlija degšanas procesi rada  $^{12}\text{C}$ , kas tālāk  $\alpha$  satveršanas procesā kļūst par  $^{16}\text{O}$ . Šajā brīdī zvaigzne, palielinot temperatūru un samazinot starjauku, pārvietojas pa HGB. Galu galā kodolā esošais He tiek iztērēts, atstājot aiz sevis no C un O sastāvošu kodolu un zvaigzne H-R diagrammā atkal sāk kāpt uz augšu, bet nu jau pa AGB. Attēlā 1.1 shematiski parādīta AGB zvaigznes uzbūve.



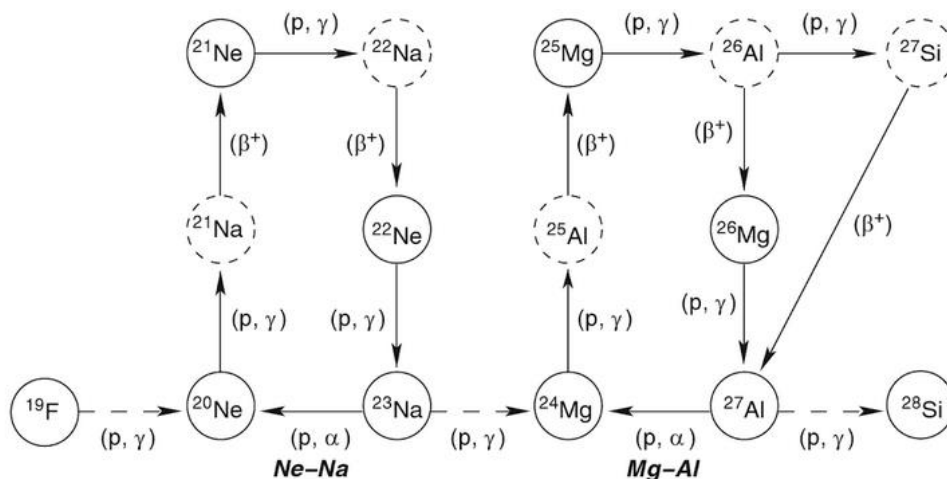
1.1. att. AGB zvaigznes iekšējā uzbūve [1]

E-AGB stadijā kodolreakcijas notiek ap kodolu esošā He slāņa un zvaigzni aptverošā H slāņa lejasdaļā. He degšanas slānis pamazām nobīdās virzienā uz zvaigznes ārpusi. Ja zvaigznes sākotnējā masa ir lielāka kā  $4M_{\odot}$ , tad He degšanas slāņa nobīde izsauc apjomīgu zvaigznes izplešanos, kā rezultātā H degšanas slānis nonāk vēsākā zvaigznes reģionā un kodolreakcijas tajā tiek pārtrauktas. Masīvākās AGB zvaigznēs konvektīvais apvalks spēj šķērsot apslāpēto H degšanas slāni un H degšanas produkti tiek uznesti zvaigznes atmosfērā. Šo procesu sauc par SDU. SDU būtiski palielina  $^{14}\text{N}$  koncentrāciju zvaigznes atmosfērā [6].

AGB zvaigznes turpmākās evolūcijas laikā He degšanas slānis nav aktīvs, taču periodiski, zvaigznes saspiešanās rezultātā, tas uzliesmo un deg apmēram  $10^3$  gadus, īsā laikā radot lielus enerģijas daudzumus. Šis process raksturo TP-AGB zvaigzni [7]. Uzliesmojumi stimulē apmēram 100 gadu ilgu konvektīvo plūsmu rašanos He starpslānī – reģionā, kas stiepjas no He līdz H degšanas slānim. Šis process iejauc He degšanas slāņa radīto  $^{12}\text{C}$  He starpslānī. Līdz ar He degšanas slāņa uzliesmojuma rimšanu, tajā radītā enerģija liek zvaigznei izplesties un atdzist. Tā rezultātā H degšanas slānis nokļūst vēsākā zvaigznes reģionā un tajā vairs nav pietiekami liela temperatūra kodolreakciju norisei, kas, savukārt, ļauj zvaigznes konvektīvajam apvalkam iespiesties zem slāņa, kur iepriekš notika H degšana, tas ir, tas skar ar  $^{12}\text{C}$  bagātināto He starpslāni. Rezultātā ogleklis tiek uzvests zvaigznes virsējos slāņos. Šis ir TDU process [6]. TDU laikā konvektīvais apvalks iespiežas dziļāk zvaigznē tajā gadījumā, ja tā ir metāliskāka [7]. Pēc TDU zvaigzne atkal saraujas un H slānis vēlreiz iedegas. Nākamais He uzliesmojums notiek pēc apmēram  $10^5$  gadu perioda, kura garums, galvenokārt, atkarīgs no zvaigznes kodola masas. Šajā periodā visa enerģija, ko zvaigzne staro, rodas, galvenokārt, H apvalka kodolreakcijās. Galu galā atkal notiek He uzliesmojums un cikls atkārtojas [8]. Secīgu TDU epizožu laikā atmosfērā palielinās C/O attiecība, ko novēro MS, S un C tipa zvaigznēs [9]. Ķīmiskā sastāva izmaiņas apvalkā, kas rodas TDU rezultātā, atstāj būtisku ietekmi uz zvaigznes spektru. Spektrā sāk dominēt no C sastāvošas molekulas (CN,  $\text{C}_2$ , HCN), iepriekš dominējošo metālu oksīdu vietā (TiO, VO) [6]. TP-AGB stadijā zvaigzne parasti novērojama kā maiņzvaigzne. Radiālas zvaigznes pulsācijas un atmosfēras caurspīdīguma izmaiņas izsauc zvaigznes spožuma maiņu. Šīs zvaigznes tiek klasificētas kā mirīdas, pusregulāras vai neregulāras maiņzvaigznes [10].

## 1.2. Kodolsintēzes procesi

Saskaņā ar teoriju zvaigznēm ar mazu un vidēju sākuma masu kodolsintēzes un sajaukšanās procesi var atšķirties. Atšķirības novērojamas arī zvaigžņu spektros. Vidējas masas zvaigznēm ar  $M > 4M_{\odot}$  konvektīvā apvalka lejasdaļa starp sekojošiem TP iesniedz H degšanas slāņa virspusē. Rezultātā apvalka lejasdaļā temperatūra var sasniegt  $10^8$  K, kurā var notikt protonu satveršanas reakcijas. Šajā gadījumā protonu satveršana izpaužas kā, galvenokārt, CN cikla reakcijas:  $^{12}\text{C}(p,\gamma)^{13}\text{N}$ ,  $^{13}\text{N}$   $\beta$  sabrukšanā rada  $^{13}\text{C}$ , kas, savukārt, iesaistās reakcijā  $^{13}\text{C}(p,\gamma)^{14}\text{N}$ . Tas ir tā saucamais HBB process, kura rezultātā tiek novērsta oglekļa zvaigznes veidošanās, jo  $^{14}\text{N}$  koncentrācijas palielināšanas rezultātā C/O attiecība kļūst zemāka par 1. Augstākās temperatūrās (smagākām zvaigznēm) šis process iedarbina Ne-Na ķēdi un arī Mg-Al ķēdi, kas parādīta Attēlā 1.2. HBB process AGB zvaigznei neļauj kļūt par oglekļa zvaigzni, jo sākotnēji uznestais  $^{12}\text{C}$  tiek pārveidots par  $^{14}\text{N}$ , un C/O attiecība saglabājas mazāka par vienu [8].



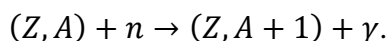
1.2. att. Ne-Na un Mg-Al reakciju ķēdes. Ar pārtrauktajiem apliem norādīti nestabilie izotopi [11]

Galaktikā litijs ir novērojams ļoti mazās koncentrācijās, kas skaidrojams ar to, ka tas p-p ciklā tiek sadedzināts jau pie 2.5 MK. AGB zvaigznei piedzīvojot HBB litijs tiks radīts Kamerona-Fovlera mehānismā, kurā reakcijā  $^3\text{He}(\alpha,\gamma)^7\text{Be}$  veidojas berilijs. Nepaspējot iesaistīties citās kodolreakcijās berilijs tiek uzņemts uz vēsākiem zvaigznes slāņiem, kur sabrūk par  $^7\text{Li}$  [12]. No otras puses, litijs tiek iznīcināts protonu saķeršanas reakciju rezultātā konvektīvā apvalka apakšdaļā. Li rašanās dominē tik ilgi, kamēr ir pieejams sākotnējo evolūcijas stadiju radītais  $^3\text{He}$ , bet pēc tam sāk dominēt Li sadegšanas reakcijas. Tas nozīmē,

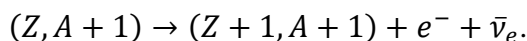
ka zvaigznes ar paaugstinātu Li koncentrāciju atmosfērā, ir novērojamas īslaicīgi. Taču AGB zvaigznei ātri zaudējot masu tiek paaugstināta Li koncentrācija ISM [13].

Dzelzij ir lielākā saites enerģija uz nuklonu, tāpēc smagāku kodolu sintezēšanai nepieciešama ārēja enerģijas pievadīšana. Vairums elementu, kas smagāki par dzelzi, veidojušies neitronu satveršanas reakcijās. Tā kā neitronam nav elektriskā lādiņa, tas viegli var sasniegt atomu kodolus. Neitrona satveršanas varbūtība ir atkarīga no neitrona kinētiskās enerģijas, kā arī kodola masas skaitļa. Piemēram, Saules sistēmā izotopu koncentrāciju sadalījumā novērojami maksimumi pie masas skaitļiem  $A=70-90, 130, 138, 195$  un  $208$ . Šie masas skaitļi atbilst kodoliem ar slēgtam neitronu čaulām pie t.s. neitronu maģiskajiem skaitļiem  $N=50, 82$  un  $126$ . Šo skaitļu gadījumā neitronu satveršanas varbūtība ir ļoti maza, tāpēc kodoli ar slēgtām neitronu čaulām satveršanas reakcijās piedalās retāk un rezultātā to koncentrācijas laika gaitā palielinās.

Neitrona satveršanas rezultātā, kodols ar masas skaitli  $A$  tiek pārvērsts smagākā kodolā:



Rezultējošais kodols var būt nestabils un sabrukt, vienam neitronam pārvēršoties protonā:



Dabā ir novērojami divi neitronu satveršanas procesi, atkarībā no neitronu plūsmas. Lēnajā jeb s-procesā neitronu plūsma ir tik maza, ka jebkura  $\beta$  sabrukšana paspēj notikt pirms nākamā neitrona satveršanas. Stabilākie kodoli līdz masas skaitlim  $A=210$  tiek sintezēti s-procesā. Šis process izskaidro elementu koncentrāciju maksimumus pie  $A=88, 138$  un  $208$ . Gadījumā, kad neitronu plūsma ir tik liela, ka  $\beta$  sabrukšana nenotiek pirms nākamās neitrona satveršanas, notiek straujais jeb r-process. Šajā procesā tiek radīti ar neitroniem bagātāki kodoli kā s-procesā. R-procesā radīto kodolu koncentrāciju maksimumi atrodas pie masas skaitļu vērtībām, kas ir apmēram par 10 vienībām mazākas kā s-procesa gadījumā. R-procesam nepieciešamās neitronu plūsmas vērtības AGB zvaigznēs netiek sasniegtas. Šis neitronu satveršanas procesa veids tiek saistīts ar pārnovu sprādzieniem [14].

Parametrs, lai raksturotu relatīvo koncentrāciju sadalījumu s-procesā, ir neitronu ekspozīcija  $\tau = \int_0^t N_n(t)V(t) dt$ , kur  $N_n$  ir neitronu blīvums un  $V$  relatīvais ātrums starp neitroniem un kodoliem, kas integrēts laika posmā, kurā notiek neitronu satveršana. Liela neitronu ekspozīcija noved pie lielākas smagāko s-procesa kodolu koncentrācijas (Ba, La, Ce) attiecībā pret vieglākiem kodoliem kā Y vai Zr [9].

AGB zvaigznēs s-procesa norisei nepieciešamos neitronus nodrošina divi mehānismi. Pirmajā mehānismā jeb galvenajā s-procesa komponentē, periodā starp diviem TP, lēnu neitronu plūsmu nodrošina  $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$  reakcija, kas notiek  $^{13}\text{C}$  kabatā, kas atrodas He

starpplānī. Šīs reakcijas norisei nepieciešama  $10^8$  K liela temperatūra. Tā kā He starpsplānī praktiski nav protonu, tad jābūt kādam papildus sajaukšanās mehānismam, bez 1.1 nodaļā apskatītajiem, kas iemaisa starpsplānī protonus no apvalka, lai varētu notikt  $^{12}\text{C}(p,\gamma)^{13}\text{N}(\beta^+,\nu)^{13}\text{C}$  un veidoties  $^{13}\text{C}$  kabata. Joprojām nav īsti skaidrs, kāds fizikālais mehānisms liek starpsplānī veidoties šai kabatai. Otra neitronu avota - reakcijas  $^{22}\text{Ne}(\alpha,n)^{25}\text{Mg}$  aktivizēšanai nepieciešama temperatūra, kas lielāka kā  $3\cdot 10^8$  K.  $^{22}\text{Ne}$  veidojas sekojošos  $\alpha$  satveršanas procesos slānī, kurā notiek He degšana:  $^{14}\text{N}(\alpha,\gamma)^{18}\text{N}(\beta^+,\nu)^{18}\text{O}(\alpha,\gamma)^{22}\text{Ne}$ . Sākotnējais  $^{14}\text{N}$  nāk no CNO cikla reakcijām [9]. Šāda temperatūra AGB zvaigznēs tiek sasniegta TP laikā [12]. Šajā gadījumā neitronu plūsmas blīvums sasniedz līdz pat  $10^{13}\text{ cm}^{-3}$  ( $^{13}\text{C}$  avota gadījumā –  $10^7\text{ cm}^{-3}$ ), bet šīs neitronu plūsmas ilgums ir nesalīdzināmi mazāks kā  $^{13}\text{C}$  mehānisma nodrošinātās (daži gadi salīdzinājumā ar  $10^5$  gadiem). Rezultātā neitronu ekspozīcija  $^{22}\text{Ne}$  gadījumā ir mazāka. Šī iemesla dēļ s-procesa jauda tiek ierobežota uz elementu sintēzi vieglā s-procesa komponentei (Rb, Y, Sr, Zr), kamēr smagākie elementi no Ba līdz Pb tik pat kā netiek sintezēti [15].

Ar neitronu satveršanu arī saistāma AGB zvaigznēs novērotā tendence palielināties  $^{19}\text{F}/^{16}\text{O}$  attiecībai, ja pieaug  $^{12}\text{C}/^{16}\text{O}$  attiecība. No šīs saistības izriet, ka tieši termiskās pulsācijas saistītas ar  $^{19}\text{F}$  izcelsmi. Iespējams,  $^{19}\text{F}$  rodas sekojošā mehānismā:  $^{13}\text{C}$  rada brīvus neitronus reakcijā  $^{13}\text{C}(\alpha,n)^{16}\text{O}$ , dažus no šiem neitroniem satver  $^{14}\text{N}$ , kā rezultātā rodas  $^{14}\text{C}$  un brīvi protoni. Šie protoni un daži protoni no  $^{26}\text{Al}(n,p)^{26}\text{Mg}$  reakcijas tiek satverti  $^{18}\text{O}$  kodolā:  $^{18}\text{O}(p,\alpha)^{15}\text{N}(\alpha,\gamma)^{19}\text{F}$ . Pēc tam  $^{19}\text{F}$  TDU procesā tiek uzņemts zvaigznes atmosfērā [13].

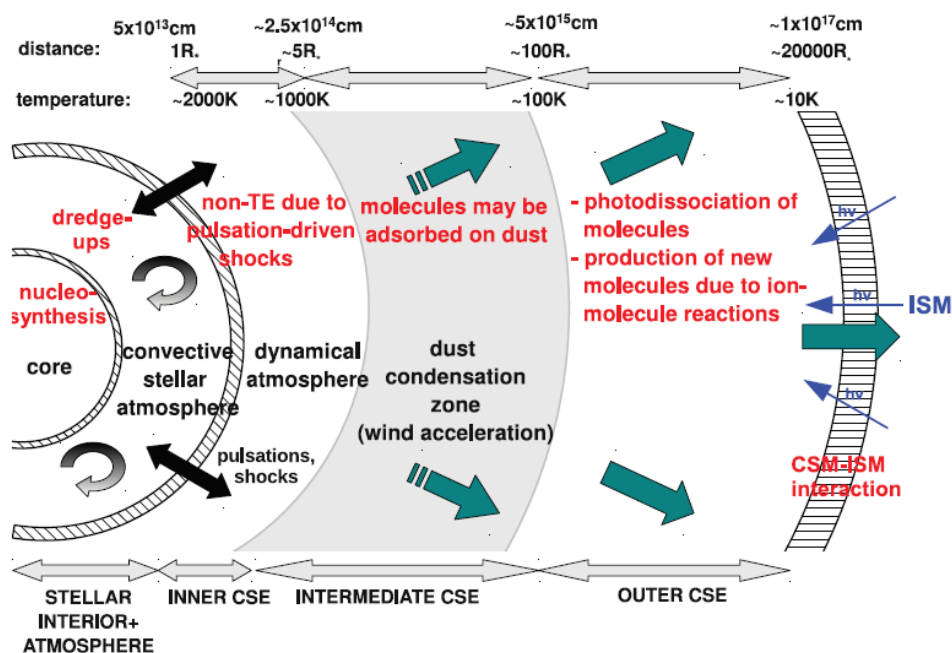
### 1.3. Masas zaudēšana

Visu vēlā attīstības stadijā esošo auksto milzu zvaigžņu kopīga īpašība ir intensīvs zvaigžņu vējš un putekļu daļiņu klātbūtne to ārējās atmosfēras daļā [17]. Ievērojama vielas zaudēšana no zvaigznes virsmas arī ir ļoti svarīgs AGB fāzes aspekts, kam ir milzīga ietekme uz zvaigznes evolūciju un kodolsintēzes procesiem. Palielinoties masas zaudēšanas ātrumam, ātrāk pazūd zvaigznes apvalks un beidzas evolūcija, TP un elementu sintēze [13].

AGB zvaigznes pulsācijas ietekmē izstarotās enerģijas daudzumu, kā arī nodod mehānisko enerģiju ārējiem, vāji saistītajiem atmosfēras slāņiem. Rezultātā formējas plaša atmosfēra, kurā veidojas triecienviļņi [16], kas periodiski paātrina ārējos atmosfēras slāņus virzienā uz ārpusi. Slāņi atdalās no zvaigznes un var tikt uzņemti tādos augstumos, kuros sākas putekļu daļiņu veidošanās, ja sākotnējais ātrums ir pietiekami liels. Zvaigznes fotons saduras ar putekļu daļiņu, kas absorbē, emitē vai izkliedē fotonu un rezultātā puteklis iegūst impulsu.

Putekļu daļiņa saduras ar daudz vieglākām gāzes daļiņām, kā rezultātā gāzes daļiņas tiek ievērojami paātrinātas bet sadursme uz putekļa ātrumu nozīmīgu iespaidu neatstāj. Tālāk gāzes daļiņas saduras ar citām gāzes daļiņām. Rezultātā kopējais gāzes un putekļu impulss ir vērstš prom no zvaigznes.

Oglekļa zvaigžņu gadījumā zvaigžņu vēju rada radiācijas spiediens uz amorfām oglekli saturošām putekļu daļiņām, bet skābekļa secības zvaigznēs – silikātu putekļu daļiņām. M klases zvaigžņu apvalkos novērojamas arī lielas olivīna un piroksīna tipa Mg-Fe silikātu putekļu koncentrācijas [17].



**1.3. att. Schematisks AGB zvaigznes CSE attēlojums. Daži no ķīmiskajiem procesiem (ar sarkanu) norādīti tipiskajās temperatūrās un attālumos, kur tie notiek. Ar zilu norādīts starpzvaigžņu vides UV fotonu saskarsme ar ārējo CSE slāni [16]**

AGB stadijā zvaigžņu vēja formā zvaigzne zaudē ievērojamu masu. Tipisks vēja ātrums ir no 10 līdz 30 km/s, bet masas zaudēšanas ātrums  $\sim 10^{-8}$ - $10^{-4} M_{\odot}$ /gadā. Zvaigžņu vējš no izsviestajiem atomiem un putekļu daļiņām veido CSE, kas stiepjas līdz pat  $10^{18}$  m attālumam no zvaigznes, kur temperatūra ir tuva starpzvaigžņu vides temperatūrai  $\sim 10$  K. CSE struktūra un tajā notiekošie procesi parādīti Attēlā 1.3. AGB zvaigžņu CSE notiek putekļu daļiņu veidošanās un ķīmiskas reakcijas, kuru rezultātā veidojas plašs neorganisko un organisko molekulu spektrs. CSE saturošā gāze galvenokārt ir molekulārā stāvoklī un tā atspoguļo zvaigznes ķīmisko sastāvu. Molekulas atrodas dažādu izmēru apvalkos (lielākie apvalki CO un H<sub>2</sub> molekulām) vai arī slāņos ar dažādiem rādiusiem un platumiem atkarībā no molekulas

spējas pretoties UV fotonu ierosinātai disociācijai. Putekļu daļiņu apvalki stiepjas daudz tālāk kā molekulu apvalki [16].

AGB stadijas noslēguma fāzē notiek pārmaiņas vēja rašanās mehānismā un tas no sfēriski simetriska kļūst aksiāli simetrisks vai pat vērsts kādā noteiktā virzienā. Lai gan masas zaudēšanas ātrums samazinās, tās izmešanas ātrums ir palielināts, tāpēc to dēvē par supervēju. Supervēja rezultātā ļoti ātri tiek nomests ar H bagātais, konvektīvais zvaigznes ārējais apvalks un tiek zaudēts no 20 līdz 80 % zvaigznes sākotnējās masas. Tālāk zvaigzne saraujas un palielinās tās virsmas temperatūra. Šo stadiju dēvē par post-AGB fāzi. Pēc tam kad zvaigznes efektīvā temperatūra sasniedz 25000 K un CSE nav spējis izklīst starpzvaigžņu vidē, zvaigznes starojums jonizē apkārtējo gāzes apvalku un Visumā tiek novērots tā saucamais PN. Post-AGB fāze ir ļoti īsa un ilgst no  $10^1$  līdz  $10^5$  gadiem atkarībā no kodola masas un masa zaudēšanas ātruma. AGB evolūcija beidzas, kad tiek nomests pilnīgi viss zvaigznes apvalks un pāri paliek no C un O sastāvošs kodols – karsts un kompakts baltais punduris [10, 18].

## 2. DARBA METODIKA

### 2.1. Zvaigžņu augstas izšķirtspējas spektroskopija

#### Spektrogrāfi

Vienkāršākais astrofizikā lietotais spektrogrāfs ir objektīva prizmas spektrogrāfs, ko veido teleskopa objektīva priekšā novietota prizma. Prizma izvērš dažādus gaismas viļņu garumus spektrā. Parasti ekspozīcijas laikā praktiskos nolūkos teleskops tiek mazliet pavērsts perpendikulāri spektram, kas to padara platāku, ērtāk analizējamu. Ar šādiem spektrogrāfiem iespējams uzņemt vairāku zvaigžņu spektrus vienlaicīgi un parasti tos izmanto zvaigžņu spektrālai klasifikācijai.

Precīzākai zvaigžņu spektra analīzei tiek lietoti spraugas spektrogrāfi. Tiem teleskopa fokālajā plaknē novietota šaura sprauga. Gaismai, izejot caur spraugai, kolimatora lēca vai spogulis veido paralēlu staru kūli un novirza to uz prizmu, kas to izvērš spektrā. Pēc tam gaisma ar lēcas vai spoguļa palīdzību tiek fokusēta uz kādas reģistrējošas iekārtas.

Spraugas spektrogrāfu gadījumā kā disperģējošais elements visbiežāk tiek lietots difrakcijas režģis. Uz difrakcija režģa virsmas ir periodiski ievilkta rievas, parasti vairāki simti uz milimetru. Kad gaisma tiek atstarota no režģa virsmas, to pametošie stari savā starpā interferē un tiek izvērsts spektrs vairākās kārtās. Tiek izmantoti kā refleksijas, tā transmisijas režģi. Refleksijas režģu gadījumā nenotiek papildus gaismas absorbcija, kā tas ir prizmas vai transmisijas režģa gadījumā. Salīdzinot ar prizmu spektrogrāfiem, difrakcijas režģiem parasti ir lielāka leņķiskā dispersija – spēja izvērst spektru, kas noved pie lielākās spektrālās izšķirtspējas [14].

Ešlela spektrogrāfiem ir liela leņķiskā dispersija, kas tiek iegūta, strādājot ar augstām difrakcijas kārtām. Spektrs efektīvi tiek sadalīts vairākās šaurās joslās, izmantojot no spraugas spektrogrāfa disperģējošā elementa nākošo gaismu un perpendikulāri tam novietojot citu prizmu vai difrakcijas režģi. Šādi iegūts spektrs sastāv no vairākām šaurām joslām – kārtām, kas atrodas viena zem otras, turklāt, galos kārtas var mazliet pārklāties. Galvenā ešlela spektrogrāfa priekšrocība ir plašs viļņu garumu diapazons vienas ekspozīcijas laikā, kas ir ļoti svarīgi astronomisko objektu ķīmiskā sastāva analīzei. Mīnuss šādiem spektrogrāfiem ir lielāka neprecizitāte difrakcijas kārtas galos, kas rodas dēļ zemākas signāla pret trokšņa attiecības [19].

## Gaismas detektori

Optiskajos teleskopos, iegūtā spektra reģistrēšanai pamatā izmanto vai nu fotoplates vai arī CCD kameras. Fotoplate ir ar plānu sudraba bromīda slāni pārklāta stikla plāksne. Uz virsmas esošie sudraba joni spēj pievienot sev elektronus, kuri tiek atbrīvoti krītošās gaismas rezultātā. Rezultātā rodas neitrāli sudraba atomi, kas atkarībā no vietas, kur uz fotoplates nonākusi gaisma, veido attēlu. Fotoplates nepieciešams ķīmiski apstrādāt, lai attēls laika gaitā nezaudētu savu kvalitāti. Kā fotoplašu priekšrocības minamas lielā izšķirtspēja un lielie izmēri, kas ļauj uzņemt salīdzinoši liela debess apgabala spektru, kuras atsver to trūkumi – zema kvantu efektivitāte un tas, ka gaismas absorbcijas rezultātā izveidojušos sudraba atomu daudzums nav proporcionāls uz fotoplati krītošo kvantu skaitam. Daudz plašāk mūsdienās tiek izmantotas lādiņsaites matricas (CCD, no angļu val. *charge coupled device*). Tās veido taisnstūra režģa veidā izkārtoti fotoaktīvi silīcija elementi. Fotoni, krītot uz šiem silīcija elementiem, atbrīvo tiem proporcionālu elektronu skaitu, kas ekspozīcijas beigās ar bīdes reģistru palīdzību novirza uzkrātos elektronus uz nolasīšanas buferi. Tālāk tiek izmērīts katra elementa uzkrātais lādiņš un saglabāts digitālā formātā. Salīdzinot ar fotoplati, CCD ir daudz augstāka kvantu efektivitāte, tomēr nav tik augsta izšķirtspēja un pati matrica izmēros ir maza [20].

## Spektra izšķirtspēja

Spektra izšķirtspēja ir atkarīga no spektrogrāfa disperģējošā elementa spējas izvērst gaismu spektrā. To raksturo ar spektrālo izšķirtspēju  $R = \lambda/\Delta\lambda$ , kur  $\Delta\lambda$  – mazākais viļņu garumu intervāls, kas var tikt izšķirts. Difrakcijas režģa gadījumā  $R = W \cdot n/d$ , kur  $W$  – režģa garums,  $d$  – režģa periods un  $n$  – difrakcijas kārtā, kurā tiek aplūkots spektrs. Paša spektrogrāfa izšķirtspēja ir mazāka, jo to ierobežo difrakcija uz spektrogrāfa ieejas spraugas. Strādājot augstās difrakcijas kārtās iespējams iegūt ļoti lielu spektra izšķirtspēju, tomēr, pieaugot  $n$ , samazinās gaismas intensitāte kārtā. Tā kā vairums astronomisko objektu ir ļoti vāji, uzņemot to spektru, netiek izmantota maksimālā iespējamā izšķirtspēja. Intensitātes zudumu var kompensēt palielinot ekspozīcijas laiku, tomēr arī tas nedrīkst būt pārāk liels. Palielinot eksponēšanas laiku, detektors reģistrē arvien vairāk augstas enerģijas kosmiskā starojuma daļiņas, kas kropļo spektru. Garākas ekspozīcijas palielina arī zemes atmosfēras ietekmi uz spektru [19].

## Troksnis

Troksnim astronomiskas izcelsmes spektros var būt vairāki iemesli, kurus var iedalīt trīs kategorijās: zvaigžņu gaismas troksnis, debess fona troksnis un iekārtu radītais troksnis. Pirmo divu trokšņu veidu iemesls ir neregulārā fotonu nonākšana uz detektora. Ar iekārtu saistītais

troksnis, galvenokārt, ir elektroniska rakstura siltuma troksnis. Troksni kvalitatīvi raksturo ar signāla pret trokšņa attiecību:  $S/N = L/(L + 2B)^{1/2}$ , kur  $L$  – no zvaigznes nākošo reģistrēto fotonu skaits,  $B$  – trokšņu rezultātā reģistrētie kvanti. Palielināt  $L$  var, izmantojot lielāku teleskopu, palielinot sistēmas gaismas caurlaidību un detektora jutību. Samazināt  $B$  var, piemēram, uzstādot kvalitatīvāku detektoru, dzesējot detektoru un izvēloties novērojumiem vietu/laiku ar tumšāku debess fonu [19].

## 2.2. Atmosfēru modeļu metode

Zvaigznes atmosfēra nosacīti sastāv no slāņiem, kuros veidojas starojums, kas sasniedz novērotāju uz Zemes. Novērojamā zvaigznes gaisma galvenokārt rodas konkrētā atmosfēras daļā – fotosfērā. Tādēļ, lai interpretētu zvaigznes spektru, ir nepieciešams modelēt zvaigznes fotosfēru un no tās nākošo gaismu [14].

Sarežģītākajā gadījumā fotosfēras struktūru ietekmē daudzi faktori, piemēram, zvaigznes rotācija un tajā pastāvošie magnētiskie lauki, taču vairumā gadījumu izpildās pamatpieņēmumi, kuri būtiski atvieglo fotosfēras modelēšanu: 1) plakanparalēla zvaigznes atmosfēra – visi fizikālie parametri ir atkarīgi tikai no vienas telpas koordinātas; 2) hidrostatiskais līdzsvars – fotosfērā nenotiek liela apjoma masas paātrinājumi, kas salīdzināmi ar virsmas  $g$ , un zvaigzne nezaudē masu; 3) atmosfēras struktūras, piemēram, plankumi un virsmas granulācija, netiek ņemti vērā; 4) atmosfēru neietekmē magnētiskie lauki. Kā vēl viens būtisks vienkāršojums minams lokālā termodinamiskā līdzsvara (LTE) nosacījums. Principā LTE ir termodinamiskā līdzsvara nosacījums katram atsevišķam fotosfēras modeļa slānim, pieņemot, ka katru slāni raksturo viena konkrēta temperatūra. Šis nosacījums ļauj lietot ierosmes un Sahas jonizācijas vienādojumus, kas balstās uz Bolcmaņa sadalījumu, raksturot katra slāņa izstaroto starojumu ar Planka funkciju un aprakstīt daļiņu ātrumu ar Maksvela sadalījumu [19].

Praktiski fotosfēras struktūras modelēšana nozīmē spiediena un temperatūras aprēķināšanu atkarībā no atmosfēras (ģeometriskā, optiskā) dziļuma. Zvaigznes atmosfēras modelis tiek aprēķināts konkrētam atmosfēras metāliskumam  $[M/H]$ , brīvās krišanas paātrinājumam  $g$  uz zvaigznes virsmas un efektīvai temperatūrai  $T_{eff}$  (Attēls 2.1).

Būtībā atmosfēras modeļa aprēķinā tiek risināti divi diferenciālvienādojumi: hidrostatiskā līdzsvara vienādojums, kas nosaka spiediena sadalījumu, un enerģijas pārnese vienādojums, kura forma ir atkarīga no tā, vai enerģijas pārnese atmosfērā notiek starojuma vai konvekcijas ceļā un kas nosaka temperatūras sadalījumu tajā [14].

5750.0	0.5000	-0.7702	71				
3.07852935E-01	3641.7	9.716E-01	4.554E+07	3.248E-05	6.298E-03	2.000E+05	
3.78694565E-01	3782.7	1.195E+00	7.003E+07	4.061E-05	5.645E-03	2.000E+05	
4.56796068E-01	3813.4	1.442E+00	8.699E+07	4.286E-05	4.964E-03	2.000E+05	
5.49423575E-01	3848.4	1.734E+00	1.091E+08	4.576E-05	4.773E-03	2.000E+05	
6.58519495E-01	3881.9	2.079E+00	1.362E+08	4.890E-05	4.600E-03	2.000E+05	
7.87201881E-01	3913.4	2.485E+00	1.688E+08	5.220E-05	4.409E-03	2.000E+05	

**2.1. att. HD235858 atmosfēras modeļa pirmās 7 rindas. 1. rinda – modeļa galva, kas uzrāda (no kreisās)  $T_{eff}$ ,  $\log g$ ,  $[M/H]$ , un slāņu skaitu modeli. Tālākajās rindās kolonnās secīgi norādīti: masas dziļums, temperatūra, gāzes spiediens, elektronu spiediens, Roslenda vidējais absorbcijas koeficients, gaismas radītais spiediens un mikroturbulences ātrums. Pirmā rinda uzreiz pēc virsraksta raksturo atmosfēras virsējo slāni**

### 2.3. Zvaigznes atmosfēras parametri un to noteikšana

#### Efektīvā temperatūra

Zvaigznes virsmas temperatūru raksturo ar efektīvo temperatūru, ko definē:  $\int_0^\infty F_\nu d\nu = \sigma T_{eff}^4$ , kur  $F_\nu$  starojuma (enerģijas) plūsma, kas pamet zvaigznes virsmu integrēta pa visām EM starojuma frekvencēm,  $\sigma$  – Stefana-Bolcmaņa konstante. Šī definīcija ir ekvivalenta apgalvojumam, ka  $T_{eff}$  ir tāda absolūti melna ķermeņa temperatūra, kas izstaro tieši tādu pašu starojuma plūsmu kā zvaigzne [19].

$T_{eff}$  noteikšanai izmanto vairākas metodes. Spektroskopiski  $T_{eff}$  ir iespējams noteikt, izmantojot H I absorbcijas līniju profilus un nākamajā apakšnodaļā aprakstīto spektrālās sintēzes metodi. Ūdeņraža atomu spektrālīniju forma Štarka efekta ietekmē ir atkarīga no fotosfēras temperatūras. Karstākām zvaigznēm līnijas spārnī ir intensīvāki. Zvaigznes H I līnijas tiek salīdzinātas ar teorētiski sintezētajām. Ja līniju profili savstarpēji nesakrīt, tad tiek mainīta  $T_{eff}$  vērtība un atkal veikta sintēze, līdz iegūst labu sakrītību starp novēroto un aprēķināto līnijas profilu. Tiesa, šī metode strādā tikai zvaigznēm, kam  $T_{eff} < 8000K$  [19].

$T_{eff}$  ir iespējams aprēķināt arī izmantojot metālu spektrālīnijas. Metālu līniju intensitāte, atkarībā no konkrētās līnijas, var būt vairāk vai mazāk atkarīga no temperatūras. Zvaigznēm, kam  $T_{eff}$  ir līdzīga Saules efektīvajai temperatūrai, tiek izmantotas neitrālas līnijas, jo to intensitāte nav atkarīga no spiediena, savukārt lielāku temperatūru gadījumā tiek izmantotas jonu līnijas.  $T_{eff}$  noteikšanai var izmantot divu tuvu esošu metālu līniju centrālo dziļumu attiecības salīdzināšana ar kādu zvaigzni, kam  $T_{eff}$  zināma [19]. Cita populāra  $T_{eff}$  noteikšanas metode balstās uz iteratīvu  $T_{eff}$  atrašanu izmantojot kāda konkrēta elementa (parasti Fe, Ti, Cr)

spektrālīnijas ar atšķirīgu ierosināšanas potenciālu, panākot, ka iegūtās koncentrācijas no visām līnijām ir vienādas.

### **Brīvās krišanas paātrinājums**

Brīvās krišanas paātrinājums pie zvaigznes virsmas  $g$ , galvenokārt, nosaka spiedienu atmosfērā un tās izmērus. Zvaigznes, kam  $g$  ir mazs, klasificējamās kā milži un pārmilži, savukārt, lieli  $g$  novērojami punduriem.  $g$  tiek definēts:  $g=GM/R^2$ , kur  $G$  – gravitācijas konstante,  $M$  – zvaigznes masa,  $R$  – zvaigznes rādiuss. Praksē parasti tiek izmantotas  $\log g$  vērtības, turklāt  $g$  ir dots CGS sistēmā. Lai pēc augšminētās formulas aprēķinātu  $g$ , nepieciešams precīzi zināt zvaigznes masu un rādiusu, kas iespējams salīdzinoši reti, tāpēc  $g$  noteikšanai tradicionāli tiek lietotas spektroskopijas metodes.

Līdzīgi kā  $T_{eff}$ , arī  $\log g$  iespējams noteikt izmantojot spektrālās sintēzes metodi. Daudzos zvaigžņu spektros novērojamas intensīvas līnijas, piemēram, H I līnijas, Ca II H un K, Ca I 4227 Å, Na I D un Mg I b, kurām ir intensīvi spārnī. Šo līniju profili ir atkarīgi no  $g$  vērtības. Pētāmās zvaigznes spektra līnijas tiek salīdzinātas ar teorētiski aprēķinātajām. Mainot  $\log g$  vērtību, iteratīvi tiek iegūta labākā saskaņa starp novēroto un aprēķināto līnijas profilu. Šīs metodes pielietošanai nepieciešams precīzi zināt zvaigznes  $T_{eff}$  un ķīmisko sastāvu [19].

Populāra metode  $\log g$  spektroskopiskai noteikšanai balstās uz to, ka gāzes radītais atmosfēras spiediens un elektronu spiediens ir savstarpēji saistīti. No elektronu spiediena atmosfērā ir atkarīga konkrēta elementa dažādu jonu koncentrācija. Atmosfēru modeļu metodē tiek rēķināta kāda konkrēta ķīmiska elementa (parasti Fe) koncentrācija, izmantojot neitrālās un jonu līnijas, un iteratīvi mainot  $g$  tiek panākts, ka vienas un otras līnijas dod vienu un to pašu koncentrāciju. Parasti iteratīvi aprēķinot vienu no atmosfēras parametriem pārējie tiek fiksēti, izmantojot informāciju, kas iegūta no neatkarīgiem avotiem.

### **Mikroturbulences ātrums**

Zvaigžņu spektros novērojamās absorbcijas līnijas dažādu faktoru ietekmē tiek paplašinātas. Bez līnijas dabiskā, novērojams arī, piemēram, Doplera paplašinājums. Ja Doplera paplašinājums ir termiska rakstura, tad tā viļņa garuma nobīde:  $\Delta\lambda_D = \frac{\lambda_0}{c} v_R = \frac{\lambda_0}{c} \left(\frac{2kT}{m}\right)^{1/2}$ . Doplera paplašinājumu var radīt arī maza mēroga, salīdzinājumā ar atmosfēras modeļa slāni, masas kustības fotosfērā – mikroturbulence. Šīs masas kustības ātrums tiek aprakstīts ar Gausa sadalījumu ar dispersiju  $\xi$  – mikroturbulences parametru. Apvienojot abus apskatītos Doplera paplašinājuma iemeslus iegūst viļņa garuma nobīdi:  $\Delta\lambda_D = \frac{\lambda_0}{c} \left(\frac{2kT}{m} + \xi^2\right)^{1/2}$ . Arī zvaigznes

rotācija un makroturbulence – liela mēroga masas kustība fotosfērā, salīdzinājumā ar atmosfēras modeļa slāni, dod ieguldījumu Doplera paplašinājumā. Štarka efekts un Van der Vālsa mijiedarbība arī paplašina spektrālīnijas [19]. Dažādu zvaigžņu atmosfērās dominē viens vai otrs līnijas Doplera paplašināšanās veids, taču milžu gadījumā parasti tā ir mikroturbulence.

Mikroturbulences parametru  $\xi$  var aprēķināt izmantojot augstas izšķirtspējas absorbcijas spektru. Saskaņā ar atmosfēru modeļu teoriju kāda konkrēta elementa koncentrācija zvaigznes atmosfērā nevar būt atkarīga no aprēķinā izmantotās līnijas ekvivalentā platuma (EW, aplūkots nākamajā apakšnodaļā). Iteratīvi variējot mikroturbulences ātrumu tiek nodrošināta šī nosacījuma izpilde, bet galīgā vērtība tiek nofiksēta un izmantota turpmākajos aprēķinos. Šādā veidā secīgi variējot vienu parametru pēc otra un nepieciešamības gadījumā atkārtojot ciklu tiek panākt vislabākā aprēķinātā spektra saskaņa ar novēroto spektru.

### **Metāliskums un ķīmiskais sastāvs**

Zvaigznes atmosfēras ķīmisko sastāvu iespējams noteikt ar nākamajā apakšnodaļā apskatītajām metodēm. Kvantitatīvi raksturot koncentrācijas iespējams ar masas daļām:  $X+Y+Z=1$ , kur X - ūdeņraža, Y – hēlija un Z – metālu (pārējo elementu) masas daļas attiecībā pret visas zvaigznes masu. Piemēram, Saulei:  $X=0.7381$ ,  $Y=0.2485$ ,  $Z=0.0134$ .

Otrs veids, kā raksturot ķīmisko elementu koncentrācijas fotosfērā, ir salīdzināt attiecīgā elementa daudzumu attiecībā pret ūdeņraža daudzumu fotosfērā. Šajā gadījumā elementa koncentrāciju fotosfērā definē šādi:  $\log \epsilon(X) = \lg(N_X/N_H) + 12$ , kur X – interesējamais elements,  $N_X$  – attiecīgā elementa daudzums,  $N_H$  – ūdeņraža daudzums. Šajā definīcijā ir pieņemts, ka  $\log \epsilon(H) = 12$ , kas Saules sistēmā vismazāk pārstāvētajiem elementiem dod  $\log \epsilon(X) \cong 0.0$ .

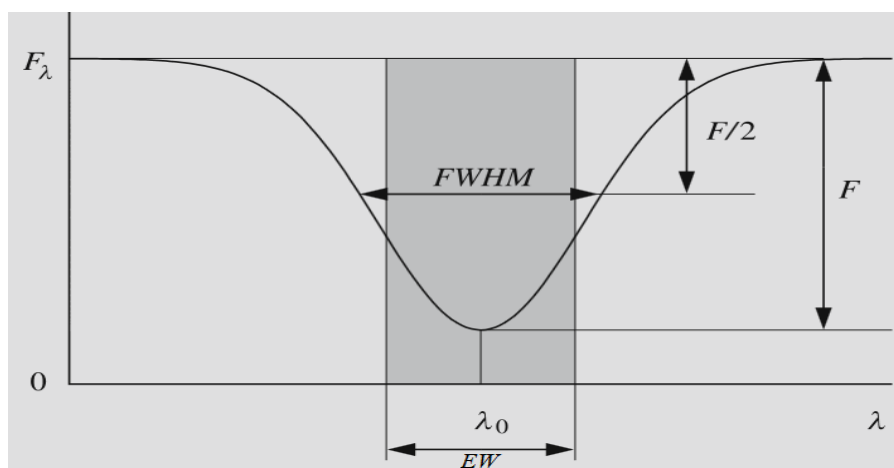
Bieži elementu koncentrācijas zvaigznes fotosfērā tiek salīdzinātas ar atbilstošajām vērtībām Saules fotosfērā, kas palīdz interpretēt ķīmiskā sastāva izmaiņas salīdzinot ar galvenās secības zvaigznēm. Parasti tiek izmantots lielums  $[X/H] = \log \epsilon(X) - \log \epsilon(X)_\odot$ .

Lai gan astrofizikā visi elementi, kas smagāki par He, nereti tiek dēvēti par metāliem, metāliskuma definīcijā un pielietojumos bieži izmanto tikai Fe koncentrāciju vai dzelzs grupas elementu vidējo koncentrāciju. Tas saistīts ar empīrisku un praktiskām spektroskopijas iespējām. Dzelzs koncentrāciju zvaigžņu fotosfērās ir salīdzinoši augsta, Fe daudzums labi ataino kopējo metālu koncentrāciju, Fe līnijas ir plaši pārstāvētas zvaigžņu spektros un to atomu dati ir kvalitatīvi, kas ļauj noteikt Fe koncentrācijas ātrāk un precīzāk, salīdzinājumā ar citiem elementiem. Zvaigznes metāliskumu šajā gadījumā raksturo vērtība  $[Fe/H] = \log \epsilon(Fe) - \log \epsilon(Fe)_\odot$ . Piemēram,  $[Fe/H] = -1$  dex nozīmē, ka zvaigznes fotosfērā Fe kodolu ir 10 reizes mazāk kā Saules fotosfērā (1 dex = 10 reizes).

## 2.4. Atmosfēras ķīmiskā sastāva analīze

### Koncentrāciju noteikšana, izmantojot spektrālīniju EW

Izmērot absorbcijas līniju EW zvaigznes spektrā ir iespējams aprēķināt ķīmisko elementu koncentrācijas.  $EW = \int_0^\infty \frac{F_\lambda - F_c}{F_c} d\lambda$ , kur  $F_\lambda$  – no zvaigznes nākošā starojuma plūsma pie konkrēta viļņa garuma,  $F_c$  – kontinuma jeb nepārtrauktā spektra starojuma plūsma līnijas apkārtnē. Šī definīcija atbilst spektrālās līnijas laukumam, kas normēts uz nepārtraukto spektru. Praksē kontinuma starojuma plūsma tiek normēta kā vienu vienību liela. Šīs normēšanas rezultātā līnijas EW var aprakstīt ar tādu taisnstūrveida līnijas profila garumu, kas skaitliski sakrīt ar normēto līnijas laukumu (Attēls 2.2) [19].



2.2. att. Spektrālīnijas EW attēlojums.  $F$  – starojuma plūsma,  $FWHM$  – spektrālīnijas pusplatums [14]

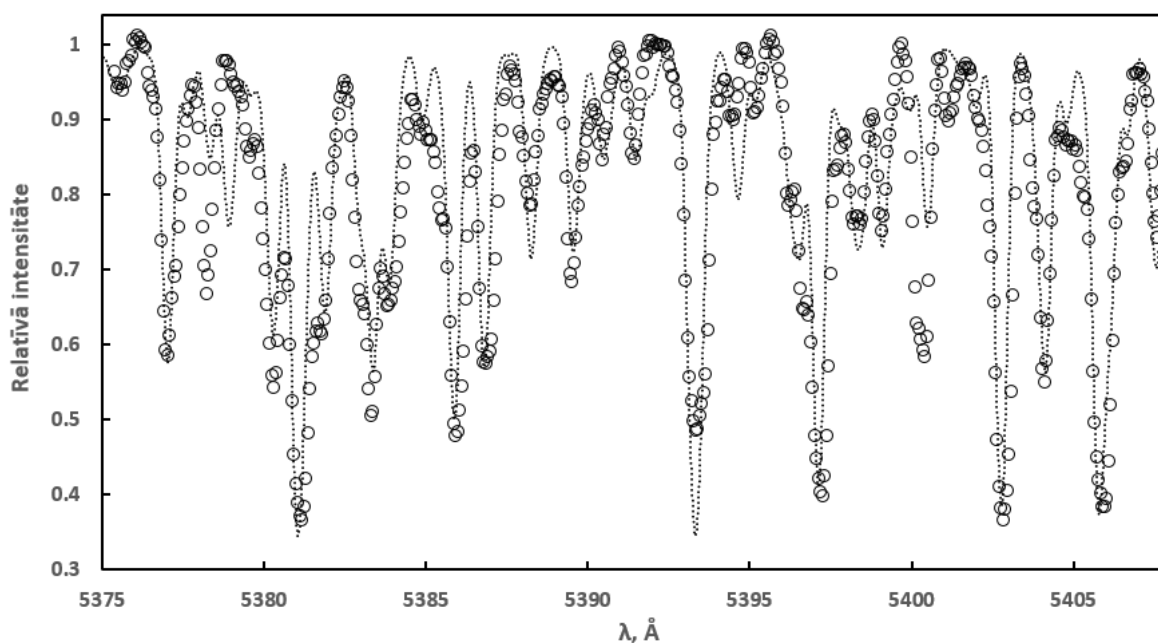
Koncentrācijas noteikšanai bez EW vērtības nepieciešams zināt arī atomu datus, piemēram, līnijas centrālo viļņa garumu, atoma (jona, molekulas) ierosmes potenciālu – enerģiju, kas nepieciešama, lai paceltu atomu, spektrālīnijai atbilstošajā, ierosinātajā stāvoklī un pārejas varbūtību, ko astrofizikā raksturo ar oscilatora stiprumu ( $gf$ ). Bieži liela nenoteiktība aprēķinātajās koncentrācijas vērtībās ir tieši tāpēc, ka nav pieejami precīzi atomu dati, visbiežāk  $\log gf$ .

Pēc tam kad ir aprēķināts (vai paņemts no esošo modeļu klāsta) zvaigznes fotosfēras modelis, kas atbilst atmosfēras parametriem, izmērīti līniju EW un datu bāzē iegūti līniju raksturojošie atomu dati, izmantojot standarta programmatūru, kurā realizēta atmosfēru modeļu metode, skaitliski tiek aprēķināta attiecīgā elementa koncentrācija zvaigznes atmosfērā.

Aprēķini tiek veikti iteratīvā ceļā, nosakot līnijas teorētisko EW. Tiek mainīta elementa koncentrācija fotosfērā līdz aprēķinātais EW sakrīt ar novēroto zvaigznes spektrā. Katra līnija dod vienu koncentrācijas vērtību no kurām aprēķina vidējo [19].

### Spektrālā sintēze

Spektrālās sintēzes metode nodrošina spektra skaitlisku aprēķināšanu kādā viļņu garumu intervālā visām tajā esošajām absorbcijas līnijām un to nereti sauc par sintētisko spektru (Attēls 2.3). Aprēķina veikšanai nepieciešami visi tie paši ieejas dati, kuri minēti iepriekš, bet EW vietā skaitliski tiek rēķināts katras līnijas profils. Ar šo metodi iespējams iegūt precīzākas elementu koncentrācijas, jo katras līnijas profilā tiek ņemtas vērā arī blendes, tomēr metodes realizācija aizņem daudz vairāk laika. Spektrālā sintēze ir īpaši noderīga vēsās zvaigznēs un ātri rotējošās zvaigznēs, kurās novērojama pastiprināta līniju blendēšanās – absorbcijas līniju pārklāšanās savā starpā pat augstas izšķirtspējas spektros. Šī metode izmantojama ne tikai ķīmiskā sastāva, bet arī atmosfēras parametru iteratīvai noteikšanai [19].



2.3. att. Normēts HD235858 spektrs viļņu garumu intervālā no 5378 līdz 5406.5 Å. Ar aplīšiem norādīts zvaigznes spektrs, ar punktētu līniju – šajā darbā sintezēts spektrs

### 3. ZVAIGZNES HD235858 LITERATŪRAS APSKATS

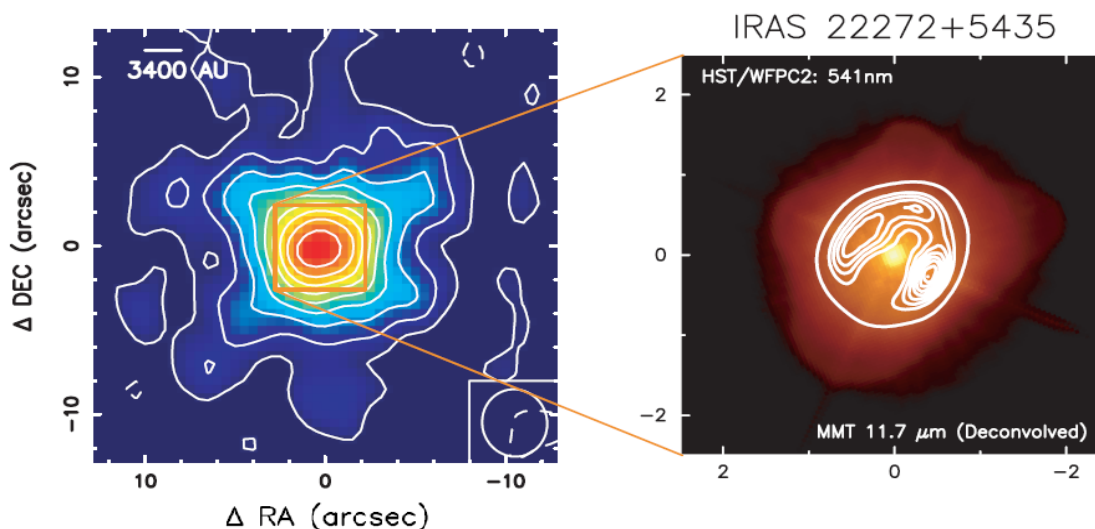
HD235858 (IRAS 22272+5435) ir post-AGB zvaigzne, ko aptver AGB stadijā izveidojies miglājs, taču miglāja leņķiskais izmērs ir par mazu, lai tas tiktu izšķirts vizuālajā spektra diapazonā. Pētāmais objekts atrodas Ķirzakas zvaigznājā ar koordinātām:  $\alpha=22^{\text{h}} 29^{\text{m}} 10.38^{\text{s}}$ ,  $\delta =+54^{\circ} 51' 06.4''$  (ep=J2000) un novērojama vizuālajā gaismā kā apmēram 9. zvaigžņu lieluma zvaigzne ar spektrālo tipu G5 Ia [21]. Zvaigzne atrodas 1.65 kpc attālumā, tās rādiuss –  $106 R_{\odot}$ , masa –  $0.574 M_{\odot}$  un starjauca –  $10990 L_{\odot}$  [36].

Darbā [22] pirmo reizi veikti zvaigznes fotometriskie un spektroskopiskie pētījumi. Pētāmā objekta gaismas intensitātes sadalījums ir ar diviem maksimumiem, kas izstaro apmēram vienādus enerģijas daudzumus, vienu optiskajā, otru tuvējā IR diapazonā. Tas liecina par salīdzinoši auksta apvalka eksistenci ap zvaigzni, kura starojuma maksimums ir nobīdīts attiecībā pret karstāku centrālo zvaigzni. Vidējas izšķirtspējas spektrs liecina par ķīmiska rakstura anomālijām G pārmilža spektrā (Gp Ia; p - pekulārs jeb anomāls). Spektrā tika novērotas arī intensīvas  $C_2$  un  $C_3$  molekulārās joslas, kas liecina par paaugstinātu C koncentrāciju. Tika secināts, ka HD235858 pieder post-AGB zvaigznēm – pārejas posmam starp AGB un PN.

Pētījumā [23] veikta pirmā HD235858 ķīmiskā sastāva analīzi izmantojot augstas izšķirtspējas spektrus un atmosfēru modeļu metodi. Izmantojot augstāk aprakstītās spektroskopiskās metodes tika noteikti atmosfēras parametri:  $T_{eff}=5600$  K,  $\xi = 3.7$  km/s un  $\log g=0.5$  (cgs), kas pēc temperatūras un gravitācijas atbilst G2 pārmilzim. Zvaigznes atmosfērā ir pazemināta dzelzs koncentrācija attiecībā pret Sauli,  $[Fe/H]=-0.49$  dex, tomēr atsevišķi dzelzs grupas elementi uzrāda paaugstinātas koncentrācijas, salīdzinot ar Sauli. Konstatēta arī paaugstināta Li koncentrācija zvaigznes atmosfērā un C/O attiecība novērtēta kā apmēram 12. Arī  $\alpha$  procesa elementiem konstatētas paaugstinātas koncentrācijas, izņemot Ca, kam koncentrācija atbilst Saulē novērotajai vērtībai. Vidēji 100 reizes jeb par +2 dex ir paaugstināta smago neitronu satveršanas elementu koncentrācija. Zvaigznes heliocentriskais radiālais ātrums  $R_v = -39.7$  km/s, visticamāk, liecina par piederību Galaktikas diska zvaigznēm.

Rakstā [24] veikta pētāmā objekta analīze vidējā IR diapazonā un skaitliski modelēts zvaigzni aptverošais apvalks/miglājs. Putekļu apvalks ir toroidālas formas un iekšējā rādiusa izmēri ir 0.5 loka sekundes. Apvalku var iedalīt divās daļās, to veido ekvatoriāli saspiesta struktūra ar  $R_{ekvatoriālais}/R_{polarais}=9$ , kas veidojusies aksiāli simetriska supervēja rezultātā. Pirms tam AGB vēja rezultātā ir veidojies aptverošs sfēriskais apvalks. Supervēja radītajā apvalkā veidojusies lielāki putekļu graudi kā sfēriskajā. Dažas pazīmes liecina arī par post-AGB vēja

apvalku, kas ir apmēros mazāks par iepriekš pieminētajiem. Centrālā zvaigzne varētu būt pametusi AGB pirms apmēram 400 gadiem, līdz ar supervēja beigšanos. Citā pētījumā [25], izmantojot uzņēmumus viļņu garumos, kas atbilst CO J=1 → 0 pārejai (115.2712 GHz), parādīts, ka apvalkā tomēr vērojamas nobīdes no sfēriskas formas (Attēls 3.1).



**3.1. att. HD235858 aptverošais miglājs. Kreisajā pusē attēls 115.2712 GHz, labajā pusē salikts uzņēmums vidējā IR (baltās līnijas) un optiskajā diapazonā [25]**

HD235858 novērots mainīgums gan redzamajā spožumā dažādos spektra diapazonos, gan spektrā. Zvaigznes spožums, krāsas indekss un radiālais ātrums mainās ar 132 dienu garu periodu, turklāt radiālā ātruma maiņas atpaliēk fāzē par  $0.25 (\pi/2)$ .  $R_v = -40.2$  km/s un tas mainās ar 5 km/s lielu amplitūdu [5]. Oglekli saturošu molekulu spektrālās līnijas zvaigznes spektrā maina savu intensitāti līdz ar zvaigznes spožumu. Spožuma minimuma laikā molekulu absorbcijas līnijas ir visintensīvākās [1]. Jaunākie pētījumi liecina, ka spožuma maksimumā zvaigznei ir sekojoši atmosfēras parametri:  $T_{eff} = 5750$  K,  $\log g = 0.5$ ,  $\xi = 4.5$  km/s,  $[Fe/H] = -0.77$  [26, 27].

HD235858 atmosfēras ķīmiskā sastāva analīze veikta vairākos darbos, tomēr daudziem elementiem iegūtās koncentrāciju vērtības savā starpā ļoti stipri atšķiras, kas nav raksturīgi zvaigznēm ar Saulei tuvu efektīvo temperatūru [23, 28, 26, 27].

## 4. HD235858 ABSORBCIJAS SPEKTRA ANALĪZE UN MODELĒŠANA

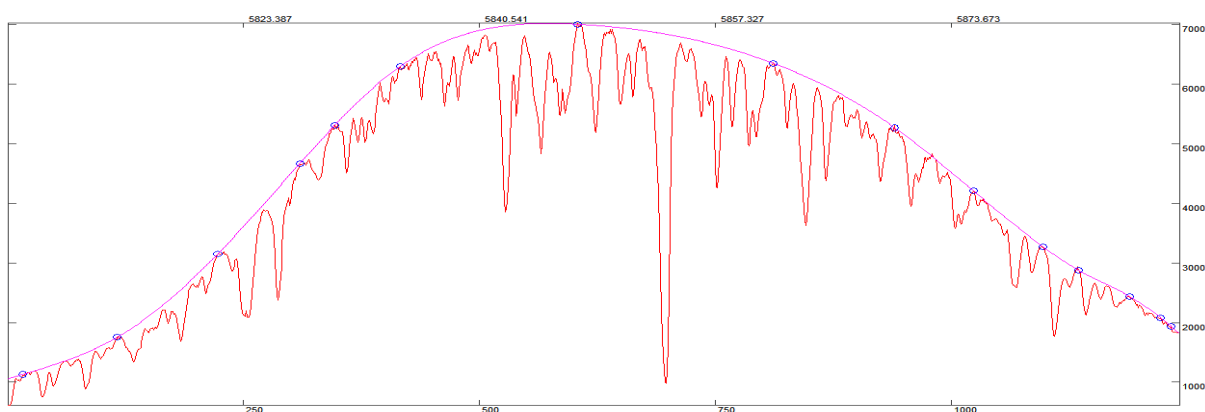
### 4.1. Spektra raksturojums un redukcija

Šajā darbā veiktajai kvantitatīvajai analīzei un modelēšanai tika izmantots viens HD235858 spektrs, kas iegūts summējot 8 ekspozīcijas, kas iegūtas četrās sekojošās naktīs (Tabula 4.1). Salīdzinot sekojošās tuvākās ekspozīcijas netika konstatētas spektra maiņas. Visas ekspozīcijas veiktas ar Tereskolā augstkalnu observatorijas (Elbruss, Ziemeļkaukāzs) Zeiss-2000 teleskopu ar primārā spoguļa diametru – 2 m, 2010. gada septembrī, zvaigznei atrodoties spožuma maksimumā, kad centrālās zvaigznes efektīvā temperatūra bija visaugstākā [1]. Izmantots ešeleta tipa spektrogrāfs MAESTRO ar izšķirtspēju  $R=45000$  un detektors Wright instruments CCD. [29]. MAESTRO spektrogrāfs dod spektra 87 kārtas un aptver viļņu garuma diapazonu no apmēram 3500 līdz 9800 Å, ar īsiem pārrāvumiem starp kārtām sākot ar 6900 Å uz garo viļņu pusi dēļ spektrogrāfa konstrukcijas un CCD izmēriem. Īsviļņu daļā uz ultravioleto pusi no 4000 Å zvaigznes starojums nav pietiekams, lai iegūtu labu S/N vērtību kvantitatīvai analīzei, ko galvenokārt nosaka enerģijas sadalījums aukstas zvaigznes spektrā. Ekspozīciju summēšanas mērķis ir S/N attiecības palielināšana, rezultātā iegūstot  $S/N > 100$  vairumā no izmantotajiem diapazoniem, bet spektra zilajā diapazonā samazinās uz  $S/N \sim 50$ . Salīdzinošai kvalitatīvai analīzei tika izmantots otrs MAESTRO spektrs, kas iegūts summējot 12 ekspozīcijas laika periodā no 2011.gada 14. līdz 21.novembrim, kad pētāmā zvaigzne atradās spožuma minimumā [1]. Arī šajos spektros no ekspozīcijas uz ekspozīciju netika konstatētas īstermiņa izmaiņas.

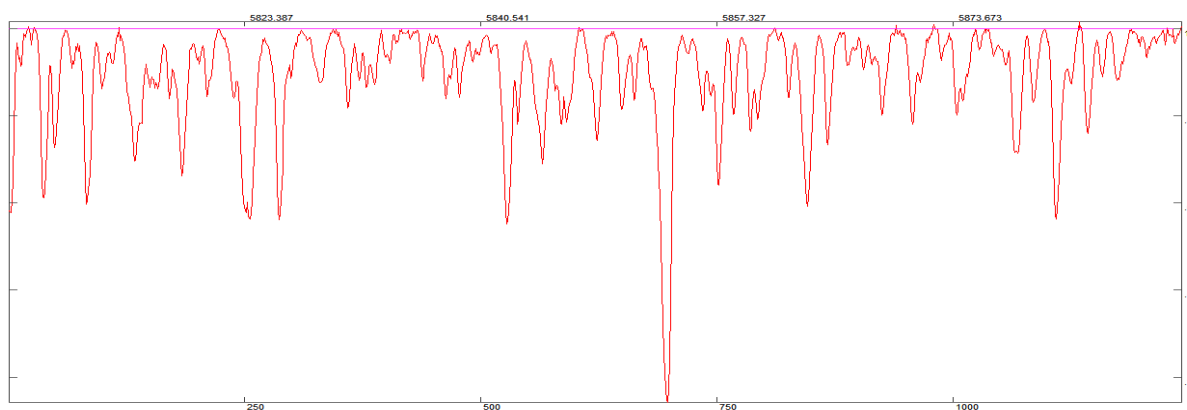
#### 4.1. tabula. HD235858 spektroskopisko novērojumu žurnāls 2010. gada septembrī (GMT +3:00h)

Datums	Ekspozīcijas sākums	Ekspozīcija, s	Zenītdistance, °
17.09.2010	03:32	2700	53.9
17.09.2010	04:18	2700	47.4
20.09.2010	04:36	2700	43.2
20.09.2010	05:22	2700	37
21.09.2010	02:49	3600	57.8
21.09.2010	03:50	3600	49
22.09.2010	03:28	2700	51.4
22.09.2010	04:15	2700	45.1

Manipulācijām ar spektru ciparu formātā tika izmantota specializēta programma DECH20T [30]. Zemāk darbā ilustrētas dažas spektra apstrādes standarta procedūras, parādot to īstenošanu DECH20T logā. Spektra normēšanas procedūra uz nepārtraukto spektru (kontinuumu) un tās rezultāts parādīts attiecīgi Attēlos 4.1 un 4.2. Par kontinuma punktiem pieņemti tie spektra apgabali, kas atrodas lokālā maksimumā uz kuriem vizuāli nav redzamas absorbcijas līnijas. Starp šiem manuāli atliktajiem punktiem DECH20T kontinuma novērtēšanas procedūra veic polinomiālu interpolāciju. Tālāk zvaigznes spektrs tiek izdalīts ar attiecīgajām interpolācijas funkcijas vērtībām. Attēlā 4.2 dažās vietās redzamo spektra intensitāti, kas pārsniedz vienas vienības līmeni, pamato ar trokšņa ņemšanu vērā novērtējot kontinuumu. Protams, nekad nevar izslēgt iespēju, ka kāds no virs kontinuma līmeņa esošajiem apgabaliem ir emisijas līnija zvaigznes spektrā.



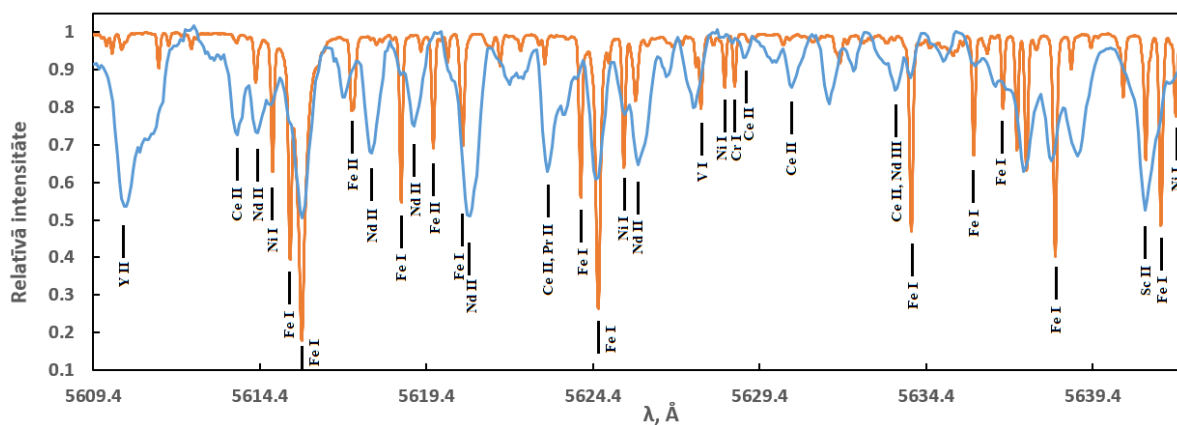
**4.1. att. HD235858 spektra normēšanas procedūra DECH20T logā spektra kārtai no 5805 līdz 5888 Å. Horizontālā ass: CCD kanāli (apakšā) un viļņu garumi (augšā), vertikālā ass: intensitāte patvaļīgās vienībās. Sarkanā krāsā – zvaigznes spektrs, zilie apli – identificētie kontinuma punkti, violetā krāsā – kontinuma līmenis aproksimēts ar polinomu**



**4.2. att. Normēts HD235858 spektrs DECH20T logā spektra kārtai no 5805 līdz 5888 Å. Intensīvākā līnija centrā ir Ba II 5853.7 Å. Horizontālā ass: CCD kanāli (apakšā) un viļņu garumi (augšā), vertikālā ass: relatīvā intensitāte no 1 (kontinums) līdz 0**

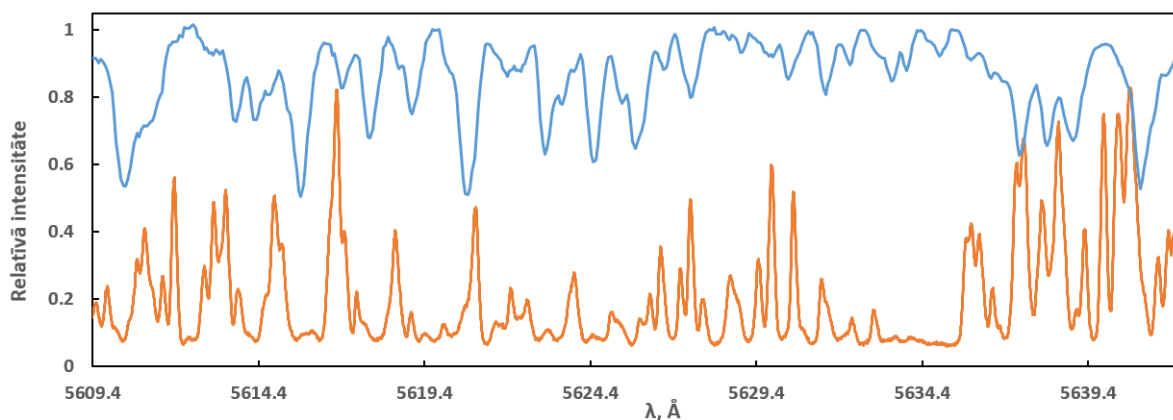
## 4.2. Spektra kvalitatīva analīze

Salīdzinot ar citām zvaigznēm, kam apmēram ir tādi pati  $T_{eff}$ , HD235858 spektrs ir daudz sarežģītāks. Attēlā 4.3 salīdzinājumam dots Saules spektra atlasa fragments [31]. Saule ir galvenās secības zvaigzne (punduris) ar efektīvo temperatūru tuvu pētāmajai zvaigznei, taču brīvās krišanas paātrinājums un mikroturbulences ātrums būtiski atšķiras ( $T_{eff} = 5777$  K,  $\log g = 4.44$ ,  $\xi = 0.8$  km/s) [32]. Punduri spektroskopiski viegli atšķirt pēc platākiem intensīvu līniju spārniem, piemēram, ūdeņraža Balmera sērijas līnijām. Vidējas un mazas intensitātes līnijām platumu galvenokārt nosaka Doplera paplašinājums dēļ mikroturbulences vai makroturbulences. Attēlā 4.3 redzams, ka absorbcijas līnijas pētāmajai zvaigznei ir daudz platākas, salīdzinot ar Saules līnijām, kas liecina par lielāku Doplera paplašinājumu dēļ mikroturbulences. Tā kā līnijas ir platākas arī blendēšanās efekts HD235858 spektrā ir lielāks. Redzams, ka salīdzinot ar Saules spektru daļa profila nav simetriski, kas liecina par līniju pārklāšanos. Kopumā visi pieminētie efekti padara zvaigznes spektru sarežģītāku ķīmiskajai analīzei. Pastiprinātu blendēšanos izraisa arī paaugstināta neitronu satveršanas procesa elementu koncentrācija HD235858 fotosfērā. Elementu koncentrāciju efekti labi novērojami Attēlā 4.3. Saules spektrā dominē Fe līnijas. Apskatītajā viļņu garumu diapazonā redzamas arī izteiktas Sc, V, Cr un Ni spektrālīnijas. Arī HD235858 spektrā novērojamas Fe līnijas, bet tām ir mazāka intensitāte, jo zvaigznei dzelzs grupas elementu koncentrācija ir zemāka nekā Saules fotosfērā. Pētāmās zvaigznes spektrā ir ļoti daudz s-procesa elementu līniju un izteikti daudz Ce un Nd līniju. Tieši Ce, Nd un arī citu s-procesa elementu absorbcijas līniju lielais skaits rada pastiprinātu blendēšanos. Spektrā ir ļoti maz apgabalu, kuros nav novērojama smago elementu ietekme, ko lieliski ilustrē Attēls 4.8. Pārmilža (HD235858) spektra īpatnības salīdzinājumā ar punduri (Sauli) uzskatāmi parādās Sc II līnijas profilā (9. Attēls, labajā malā, 5641.0 Å). Šī līnija HD235858 spektrā ir daudz intensīvāka kā Saules spektrā, lai gan Sc koncentrācijas abu zvaigžņu atmosfērās ir vienādas (Tabula 4.3). Tas ir tā saucamais starjaudas efekts, kas saistīts ar brīvās krišanas paātrinājumu un spiedienu spektra formēšanās vietā. Jonu līnijas pārmilžu spektros ir intensīvākās nekā atbilstošās neitrālās līnijas, neskatoties uz vienādu dzelzs abās zvaigznēs koncentrāciju [20]. Fe II 5617.2 Å līnija HD235858 spektrā ir mazāk intensīva dēļ pazeminātas dzelzs koncentrācijas salīdzinot ar Sauli.



**4.3. att. HD235858 (zila līnija) un Saules (oranža līnija) spektra salīdzinājums viļņu garumu diapazonā no 5609.4 līdz 5642.2 Å. Dota atsevišķu līniju identifikācija spektros, norādot jonizācijas pakāpi (I – neitrāla, II – vienreiz jonizēta)**

Neskatoties uz HD235858 spektra sarežģītību, salīdzinājumā ar Saules spektru, post-AGB zvaigznes no metodikas viedokļa ir ļoti piemērotas kodolsintēzes procesu pētījumiem AGB stadijā. Šo apgalvojumu apstiprina Attēls 4.4, kurā pētāmās zvaigznes spektrs salīdzināts ar tipiskas AGB zvaigznes – W CMa spektru, kas iegūts ar ESO Lasiljas spektrogrāfu HARPS, kas uzmontēts uz 3.6-m teleskopa, ar ļoti augstu izšķirtspēju ( $R=115000$ ). W CMa atmosfēras parametri ( $T_{eff} = 2900$  K,  $\log g = 0.0$ ,  $\xi = 2.3$  km/s) [33], salīdzinot ar HD235858, atšķiras. W CMa  $T_{eff}$  ir ievērojami zemāka kā Saulei un HD235858, tāpēc tās fotosfērā iespējama efektīva molekulu veidošanās, kas redzams spektrā. Neskatoties uz ļoti augsto izšķirtspēju W CMa spektrā nav gandrīz nevienas neblendētas līnijas. Tā kā W CMa fotosfērā oglekļa koncentrācija ir augstāka par skābekļa koncentrāciju, kas raksturīgs kodolsintēzei AGB stadijā, tad atmosfērā galvenokārt veidojas oglekli saturošas molekulas, piemēram,  $C_2$  un CN. Atomu un molekulu līniju blendēšanās ļoti apgrūtina ķīmiskā sastāva analīzi pat ļoti augstas izšķirtspējas spektros. HD235858 ir post-AGB un tās fotosfēra ir pietiekami karsta, lai tajā neveidotos molekulas, tāpēc zvaigznes spektrs ir salīdzinoši vienkāršāks. Tiesa, molekulu ietekme HD235858 spektrā ir pamanāma, tāpat kā Saules spektrā, taču līnijas parasti ir ļoti vājas, jo molekulu koncentrācija ir zema. Neparasti ir tas, ka HD235858 spektrā tika konstatētas ļoti intensīvas nezināmas izcelsmes molekulu līnijas, kuru intensitāte mainās laikā. Kā to iespējams skaidrot astrofizikāli? Ārējos atmosfēras slāņos un CSE ir zemāka temperatūra un blīvums nekā fotosfērā un ir piemēroti molekulu veidošanās apstākļi, kā rezultātā molekulu koncentrācija tur var būt augsta un līnijas intensīvas. Taču absorbcijas līnijām jābūt šaurākām (mazāks Doplera paplašinājums) nekā fotosfērā un tām ir jābūt atšķirīgai radiālā (Doplera) ātruma komponentei dēļ absorbējošās vides aizplūšanas no zvaigznes.



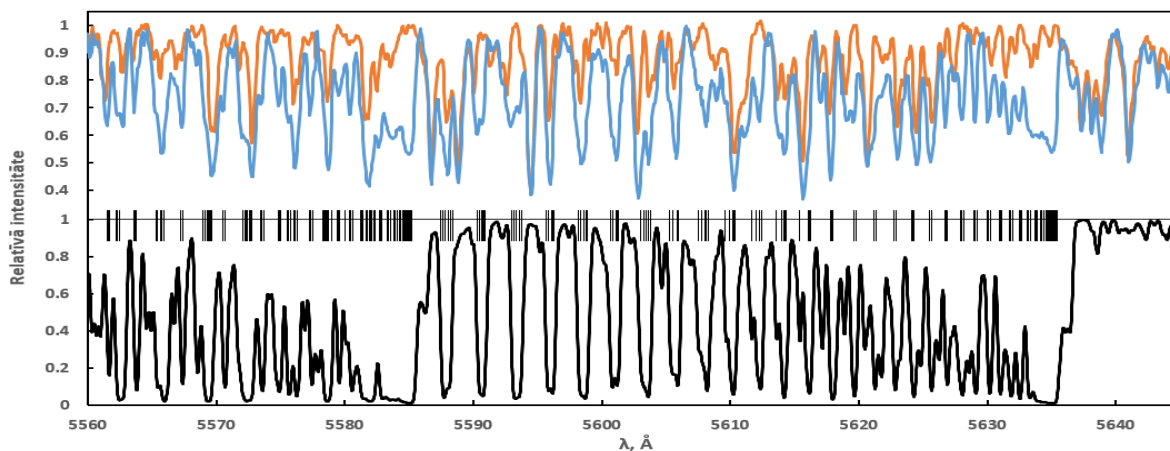
**4.4. att. HD235858 (zila līnija) un W CMa (oraznža līnija) spektra salīdzinājums viļņu garumu diapazonā no 5609.4 līdz 5642.2 Å. Līnijas W CMa spektrā ir platākas nekā HD235858 spektrā dēļ blendēšanās un lielā makroturulences ātruma ~12 km/s, kas paplašina profilus. Intensīvā platā absorbcijas līnija W CMa spektrā pie 5635 Å ir C<sub>2</sub> (0,1) Svana sistēmas galva, kuru blendējoties veido vairāki desmiti C<sub>2</sub> līniju**

### 4.3. Spektra izmaiņas laikā

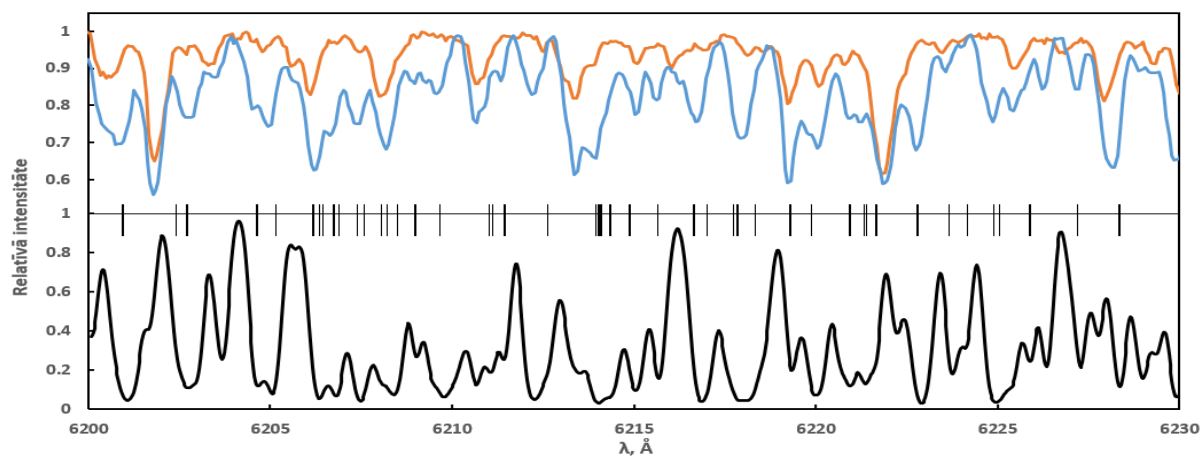
Iepriekšējā apakšnodaļā pieminēto molekulu ietekmi uz HD235858 spektru var novērot apskatot spektra izmaiņas laikā. Salīdzinājumam ar spektru, kas iegūts HD235858 spožuma maksimumā, dots spektrs, kas iegūts spožuma minimumā. Spektra uzņemšanas laiks atbilst HD235858 pulsāciju fāzei, kad krāsas indekss bija maksimāls un efektīvā temperatūra minimāla. Šai laika momentā  $T_{eff}$  novērtēta ar ~5250 K, taču temperatūra fotosfērā joprojām ir par augstu, lai veidotos molekulas. Taču molekulas var veidoties augstākos atmosfēras slāņos, kuros saskaņā ar teoriju atrodas no zvaigznes aizplūdušā matērija [1]. Būtiski, ka zvaigznes pulsācijas ir vielas aizplūšanas ierosinātājs.

Zemāk veikta HD235858 spektru kvalitatīva analīze atsevišķos diapazonos, salīdzinājumā ar AGB zvaigznes spektru, lai ilustrētu augšminētās hipotēzes pamatotību. Attēlā 4.5 parādīti HD235858 spektri gaismas intensitātes maksimumā un minimumā. Molekulu ietekmes demonstrēšanai ir dots AGB zvaigznes W CMa sintētiskais spektrs. Redzams, ka HD235858 ievērojamākās spektra izmaiņas kvalitatīvi sakrīt ar W CMa intensitātes minimumiem, kurus izraisa C<sub>2</sub> Svana (0,1) sistēmas līnijas. Pamanāmi arī viļņu garumu apgabali, kuros HD235858 spektrs 2011. gada novembrī ir intensīvāks kā maksimuma laikā. Šāda tipa spektra izmaiņas, kas nav saistītas ar molekulu ietekmi, var izraisīt atomu līniju intensitātes izmaiņas dēļ temperatūras izmaiņām pulsāciju rezultātā. HD235858 spektrā novērojuma arī būtiska arī CN molekulas ietekme (Attēls 4.6). Tuvā infrasarkanā diapazona

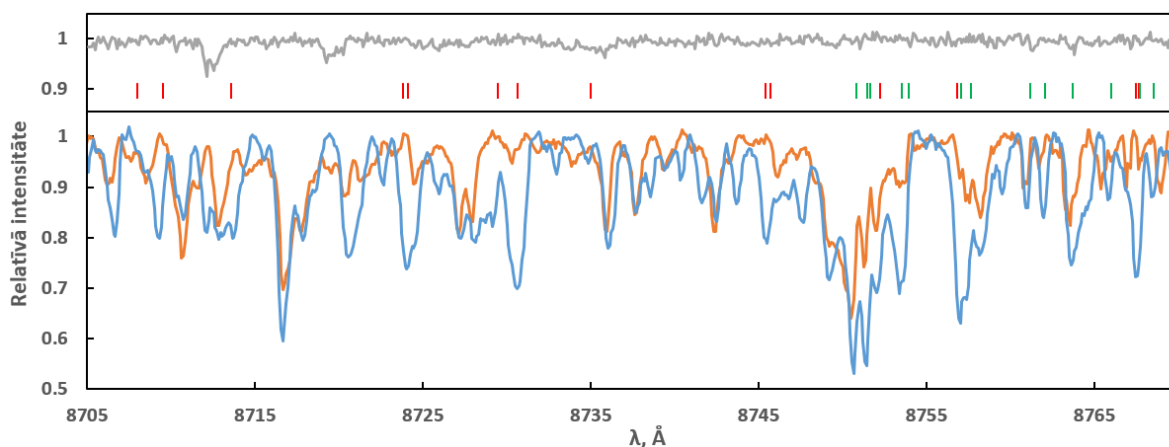
spektra izmaiņas attēlotas Attēlā 4.7, kurā papildus parādīta arī Zemes atmosfēras absorbcijas komponente, kas ietekmē novērojumus diapazonā uz garo viļņu pusi pēc  $\sim 6700$  Å. Zemes atmosfēras (telūriskā) spektra ietekmi kontrolē novērojumu laikā iegūstot tehniskos spektrus.



**4.5. att.** HD235858 spektrs 2010. gada (oranža līnija) un 2011.gada (zila līnija) sezonā viļņu garumu diapazonā no 5560-5645 Å. Molekulas C<sub>2</sub> spektrs (melna līnija) ir aprēķināts ar  $T_{eff} = 2900$  K. Melnas vertikālas svītriņas uzrāda intensīvāko C<sub>2</sub> Svana (0,1) sistēmas līniju pozīcijas. Redzams, ka 2011.gada sezonā HD235858 spektrā dominē intensīvas C<sub>2</sub> līnijas



**4.6. att.** Tas pats, kas 11. Attēlā, tikai viļņu garumu diapazonā no 6200-6230 Å. Molekulas CN spektrs (melna līnija) ir aprēķināts  $T_{eff} = 2900$  K. Melnas vertikālas svītriņas uzrāda intensīvāko CN sarkanās sistēmas (4,0) līniju pozīcijas. Redzams, ka 2011.gada sezonā HD235858 spektrā dominē intensīvas CN līnijas



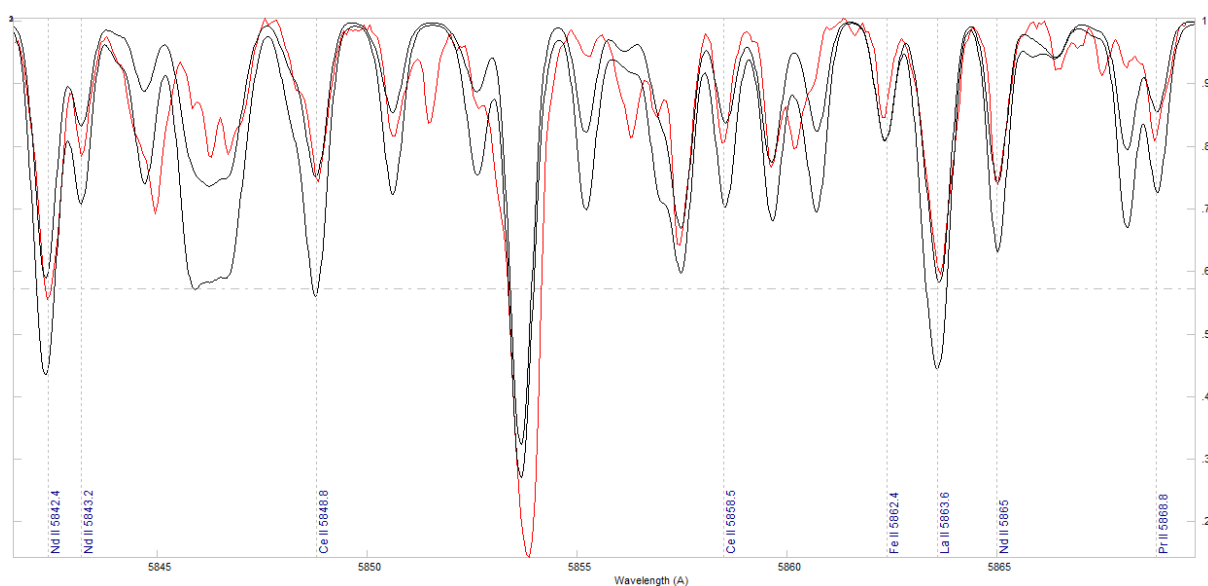
**4.7. att.** Tas pats, kas 11. Attēlā, tikai viļņu garumu diapazonā no 8705-8770 Å. Augšējais pelēkais spektrs ir Zemes atmosfēras līnijas. Ar sarkanām svītrām norādītas CN sarkanās sistēmas (3,1) intensīvākās līnijas, ar zaļām – C<sub>2</sub> Filipsa (2,0) sistēmas līniju pozīcijas. Redzams, ka 2011.gada sezonā HD235858 spektrā dominē C<sub>2</sub> un CN līnijas

#### 4.4. Līniju identifikācija un atlase

Ņemot vērā molekulu blendējošo ietekmi, fotosfēras ķīmiskā sastāva kvantitatīvai analīzei tika izmantots tikai 2010.gada sezonā iegūtais summārais spektrs. Koncentrāciju aprēķināšanai nepieciešamās līnijas un to atomu dati tika iegūti no Vīnes atomu līniju datubāzes (VALD3), kurā speciāli astrofizikāliem nolūkiem apkopoti dati par atomu un molekulu pāreju parametriem. Tika izmantota datu bāzē pieejamā opcija “Extract stellar”, kas, ievadot zvaigznes atmosfēras parametrus un ķīmisko sastāvu, aprēķina, kuras līnijas konkrētajā spektrā būs intensīvākās [34]. Tas jūtami atvieglo darbu, jo VALD3 ir apkopoti milzīgs līniju skaits. HD235858 gadījumā atmosfēru parametri tika nofiksēti atbilstoši spožuma maksimumam, kuri norādīti 3. nodaļā. Sākotnēji tika uzrādīts Saules ķīmiskais sastāvs visiem elementiem, kas pēc kārtas skaitļa mazāki kā Rb. Pamatojoties uz 3. nodaļā pieminētajiem ķīmiskā sastāva pētījumiem, elementiem no Rb līdz Pb tika norādīta paaugstināta koncentrācija attiecībā pret Sauli par 1.5 dex. Šādas koncentrācijas pamatojums balstās uz faktu, ka HD235858 ir post-AGB zvaigzne un tās atmosfērā ir palielināta neitronu satveršanas elementu koncentrācija. No datubāzes automātiski tika atlasītas tās līnijas, kuru centrālām dziļumam zvaigznes spektrā saskaņā ar modeli būtu jābūt vismaz 10%. No 547326 VALD3 līnijām viļņu garumu diapazonā no 4000 līdz 9990 Å turpmākai analīzei tika atlasītas 12310 līnijas.

Ķīmiskā sastāva analīzei visērtāk ir izmantot neblendētas līnijas. Turpmākajā darba gaitā HD235858 spektrā starp 12310 sākotnēji atlasītajām līnijām vizuāli DECH20T vidē tika meklētas neblendētas un maz blendētas līnijas. Šim nolūkam tika izmantoti divi HD235858

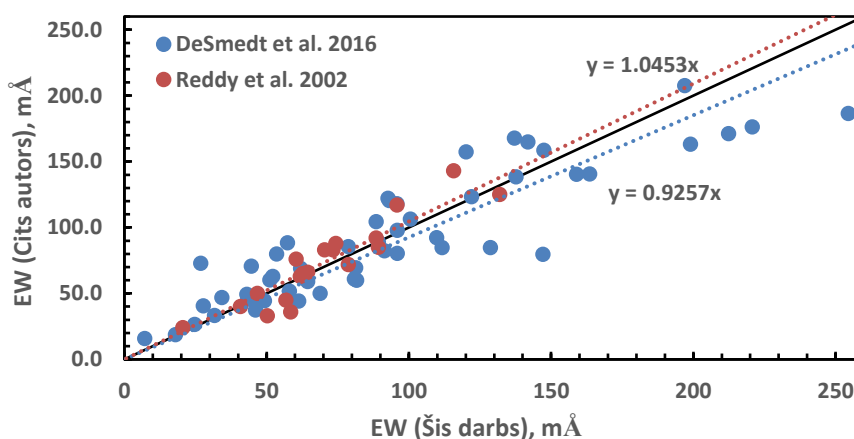
sintētiskie spektri. Abi spektri aprēķināti ar tiem pašiem atmosfēras parametriem, kādi izmantoti līniju atlasē no VALD3 datubāzes. Vienā gadījumā izmantots tas pats atmosfēras ķīmiskais sastāvs, bet otrajā gadījumā elementiem no Rb līdz Pb koncentrācija atmosfēras modelī palielināta papildus par 0.5 dex (tātad +2 dex salīdzinot ar Saules fotosfēru). Grafiskā DECH20T vidē abi sintētiskie spektri tika salīdzināti ar novēroto zvaigznes spektru, pārbīdot tā viļņa garumu skalu saskaņā ar zvaigznes radiālo ātrumu ( $Rv = -45$  km/s) spektra iegūšanas brīdī. Tika atlasītas tikai tās līnijas, kurām zvaigznes spektrā novērojami simetriski profili un abos sintezētajos spektros tai pašā vietā redzama līnija, kas ir ar vienādu intensitāti abiem sintētiskajiem spektriem. Šādi tika atlasītas tās dzelzs grupas un vieglāku elementu līnijas, kuras netiek blendētas ar daudzskaitlīgajām s-procesa elementu līnijām. Zvaigznes spektrā atlasītas arī tās simetriskās līnijas, kas sintētiskajos spektros izrāda ievērojamu intensitātes palielināšanos, ja tiek palielināta s-procesa elementu koncentrācija. Šādi tika iegūts neblendētu un maz blendētu līniju saraksts, kas veidojas neitronu satveršanas s/r-procesos. Kas ir svarīgi kodolsintēzes procesu izprašanai AGB un post-AGB zvaigznēs. Līniju tehniska atlase programmas DECH20T vidē ir demonstrēta Attēlā 4.8. Rezultātā tika atlasītas 126 dzelzs grupas vai vieglāku elementu līnijas un 331 smago s/r-procesa elementu līnijas.



**4.8. att. DECH20T logs, kurā ievietots HD235858 spektrs (sarkana līnija) un divi sintētiskie spektri (melna līnija). Horizontālā skala: laboratorijas viļņa garums angstrēmos, vertikālā skala: relatīvā intensitāte. Lielākā intensitāte ir līnijām ar paaugstinātu smago elementu koncentrāciju. Koncentrāciju noteikšanai atlasītās līnijas ir marķētas ar vertikālu raustītu līniju, norādot identifikāciju. Fe II 5862.4 Å līnija nav blendēta, jo mainot smago elementu koncentrāciju tās intensitāte nemainās**

## 4.5. Elementu koncentrāciju noteikšana

Atlasītajām kopumā 457 atomu līnijām tika veikta EW uzmērīšana, kuras laikā papildus atmestas vēl 104 līnijas. Viens no brāķēšanas iemesliem bija tuvums kārtas malai, kas nozīmē zemāku spektra S/N attiecību, tātad lielāku nenoteiktību EW. Otrs iemesls bija līnijas asimetrijas konstatēšana veicot aproksimāciju, bet asimetrija parasti liecina par slēptu neizšķirtu blendi. EW mērījumi tika veikti DECH20T grafiskajā vidē, aproksimējot katru atlasītās līnijas profilu ar Gausa funkciju. Mērījumu process ir zināmā mērā subjektīvs, jo Gausa funkcijas atbilstību līnijas profilam spektroskopists novērtē vizuāli un pēc apstiprināšanas programma automātiski sarēķina EW. Lai kontrolētu iespējamu sistemātisku kļūdu mērījumos, parasti tiek veikta EW mērījumu salīdzināšana ar citu autoru darbiem kopējām līnijām. Attēlā 4.9 dots salīdzinājums šajā darbā izmērītajiem EW ar diviem jaunākajiem darbiem, kuros veikta HD235858 ķīmiskā sastāva analīze. Redzams, ka raksta [27] autori ieguvuši sistemātiski mazākus EW, bet darba [26] autori – sistemātiski lielākus EW, nekā šajā darbā. Tas liecina, ka šajā darbā veiktajiem EW mērījumiem nepiemīt būtiska sistemātiska kļūda, kas ir svarīgi, lai neiegūtu sistemātisku kļūdu koncentrāciju vērtībās.



4.9. att. EW mērījumu (miliangstrēmos) salīdzinājums HD235858 spektrā kopīgām līnijām, kas liecina par nelielu sistemātisku atšķirību. Horizontālā ass: šī darba mērījumi, vertikālā ass: divu jaunāko pētījumu dati. Ar melnu līniju – taisne  $y=x$

Koncentrāciju aprēķins tika veikts, izmantojot zvaigžņu ķīmiskā sastāva analīzes programmas SPECTRUM apakšprogrammu ABUNDANCE. Kā pirmais apakšprogrammas darbībai nepieciešamais fails minams zvaigznes atmosfēras modelis. Izmantots HD235858 fotosfēras modelis, kas rēķināts ar modificētu programmas ATLAS versiju atbilstošiem atmosfēras parametriem un metāliskumam:  $T_{eff}=5750$  K,  $\log g=0.5$  (cgs),  $\xi=4.5$  km/s,

[Fe/H]=−0.77. Modeļa pirmās 7 rindiņas ir parādītas Attēlā 2.1. Vēl viens nepieciešamais ieejas fails ir to līniju saraksts, kurām mērīti EW. Papildus šajā failā norādīti arī spektrālīnijām atbilstošie atomu dati, kas aprakstīti Nodaļā 2.4. Kā pēdējais fails, kas jānorāda, lai ABUNDANCE varētu veikt koncentrāciju aprēķinus ir datu saraksts, kurā apkopotas ķīmisko elementu atommasas un jonizācijas enerģijas, molekulu reducētās masas un disociācijas enerģijas, kā arī atbilstošās koncentrācijas Saules atmosfērā [35]. No katras izmērītās līnijas tika iegūta koncentrācijas vērtība, aprēķināta vidējā aritmētiskā vērtība un standartizkliede. Kopumā tika iegūtas vidējās koncentrāciju vērtības 30 ķīmiskajiem elementiem (skat. Tabula 4.2). Atsevišķi dotas koncentrācijas, kas iegūtas izmantojot neitrālās vai jonu līnijas, lai diagnosticētu iespējamās metodiska rakstura kļūdas, kas radušās modelēšanas procesā. Tabulā 4.3 attēloti iegūtie rezultāti, kas aprēķināti neatkarīgi no tā vai elementa koncentrācija iegūta no jonu vai neitrālās līnijas (Y un Pr gadījumos ņemtas attiecīgi tikai no Y II un Pr II līnijām iegūtās koncentrācijas). Noteiktās HD235858 fotosfēras elementu koncentrācijas Tabulās 4.2 un 4.3 arī salīdzinātas ar citu autoru noteiktajām un Saulei atbilstošajām vērtībām.

**4.2. tabula. Vidējās ķīmisko elementu koncentrācijas HD235858 fotosfērā, kas aprēķinātas modelējot līniju ekvivalentos platumus. Koncentrācijas, kuras vēlāk precizētas izmantojot spektrālās sintēzes metodi, ir indeksētas ar burtu „s”. Dots salīdzinājums ar citu autoru ([23, 26, 27]) iegūtajām vērtībām**

Z	Elements	Začš '95			Reddy '02			DeSmedt '16			Šis darbs		
		log ε	σ	n	log ε	σ	n	log ε	σ	n	log ε	σ	n
3	Li I	3.58		1									
6	C I	9.75	0.16	3	8.71	0.14	8	8.71	0.07	14	8.59	0.15	6
7	N I				7.68	0.13	2				8.21		1
8	O I	8.83		1	8.53		1	8.55	0.02	2	9.83	0.37	3
11	Na I				5.89	0.04	2	5.90	0.00	2	5.92		1
12	Mg I							6.75	0.20	3	7.56		1
12	Mg II										8.30		1
13	Al I				5.78		2	6.07		1			
14	Si I	8.08	0.29	7	7.17	0.06	2	7.06	0.05	4	7.08	0.25	10
16	S I				6.89	0.20	6	7.06	0.02	2	6.85	0.12	2
20	Ca I	6.32	0.21	8	5.68	0.18	5	5.81	0.10	8	5.73	0.06	2
20	Ca II							5.79		1	5.89		1
21	Sc II	3.46	0.26	7				2.75	0.20	3	3.15	0.01	2
22	Ti I	6.01	0.13	7	4.55	0.00	2	4.50	0.05	2	4.65		1
22	Ti II	5.90	0.44	3	4.66	0.11	3	4.47	0.03	2	4.63	0.30	5
23	V I	4.84	0.33	4									
23	V II							3.21	0.03	2	3.96		1
24	Cr I	7.40	0.25	7	5.13	0.04	5	4.91	0.06	4	4.88		1

4.2. tabula. Turpinājums

Z	Elements	Začs '95			Reddy '02			DeSmedt '16			Šis darbs		
		log $\epsilon$	$\sigma$	n	log $\epsilon$	$\sigma$	n	log $\epsilon$	$\sigma$	n	log $\epsilon$	$\sigma$	n
24	Cr II	7.04	0.19	3				4.94	0.06	9	4.97		1
25	Mn I	5.58	0.27	4	4.80	0.15	2	4.58		1			
25	Mn II							4.60		1	5.24		1
26	Fe I	7.18	0.17	42	6.70	0.18	22	6.73	0.07	35	6.60	0.20	38
26	Fe II	7.17	0.12	6	6.67	0.10	13	6.73	0.08	24	6.58	0.11	6
27	Co I	7.03	0.30	3									
28	Ni I	7.21	0.31	7				5.66	0.07	8	5.43	0.16	4
28	Ni II				5.53	0.17	6						
29	Cu I							3.80		1			
30	Zn I	6.32		1	4.16		1	4.06		1			
38	Sr I										4.21		1
38	Sr II										2.54		1
39	Y I	4.07		1							4.12		1
39	Y II	4.09	0.17	2	3.28	0.14	3	3.14	0.08	4	3.39	0.28	8
40	Zr I	4.46		1									
40	Zr II	4.60		1	3.17	0.04	2	3.35	0.08	3	3.15	0.07	2
42	Mo I										2.84		1
57	La II	3.33		1	2.75	0.18	9	2.65	0.20	6	2.61	0.18	11
58	Ce II	2.92		2	2.76	0.14	6	2.66	0.06	4	2.70	0.32	110
59	Pr II	2.70		2	1.61	0.21	6	1.81	0.07	13	1.71	0.17	13
59	Pr III										1.96		1
60	Nd II	3.41		2	2.76	0.10	7	2.61	0.05	7	2.71	0.21	71
62	Sm II				2.37	0.17	5	1.67	0.05	7	2.18	0.19	20
63	Eu II	0.77		1				0.89	0.06	2	2.03	0.56	2
64	Gd II							1.99	0.12	13	2.04	0.16	2
66	Dy II							2.13	0.09	8	2.19	0.14	4
68	Er II							1.74	0.04	3	1.38	0.01	2
70	Yb II							2.00		1	3.03	0.84	2
71	Lu II							1.25	0.20	2	1.78		1
72	Hf II							1.85	0.20	2			
74	W II							2.30		1			

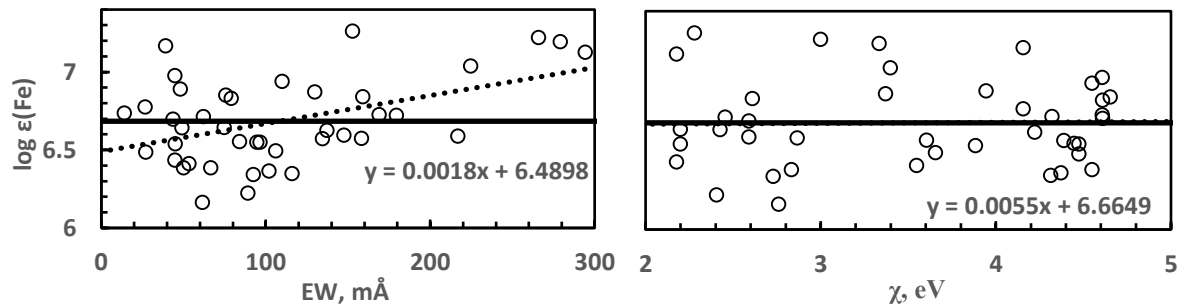
4.3. tabula. Ķīmisko elementu koncentrāciju HD2235858 fotosfērā salīdzinājums ar Začs (1999)

[28] un Sauli [37]

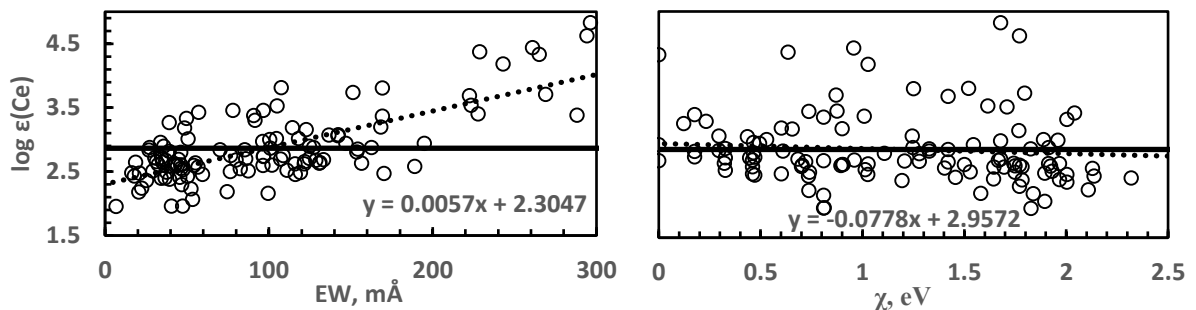
Z	Elements	Saulē '09		Začs '99	Šis darbs		
		log $\epsilon$	$\sigma$	log $\epsilon$	log $\epsilon$	$\sigma$	n
6	C	8.43	0.05	9.36	8.59	0.15	6
7	N	7.83	0.05		8.21		1
8	O	8.69	0.05	8.73	9.83	0.37	3
11	Na	6.24	0.04		5.92		1
12	Mg	7.60	0.04		7.93	0.52	2
14	Si	7.51	0.03	7.59	7.08	0.25	10
16	S	7.12	0.03		6.85	0.12	2
20	Ca	6.34	0.04	6.12	5.78	0.10	3
21	Sc	3.15	0.04	2.97	3.15	0.01	2
22	Ti	4.95	0.05	4.73	4.63	0.27	6
23	V	3.93	0.08		3.96		1
24	Cr	5.64	0.04		4.92	0.06	2
25	Mn	5.43	0.04		5.24		1
26	Fe	7.50	0.04	7.17	6.59	0.19	44
27	Co	4.99	0.07	5.36			
28	Ni	6.22	0.04	5.77	5.43	0.16	4
38	Sr	2.87	0.07		3.37	1.18	2
39	Y	2.21	0.05	4.27	3.39	0.28	8
40	Zr	2.58	0.04	4.13	3.15	0.07	2
42	Mo	1.88	0.08		2.84		1
56	Ba	2.18	0.09	4.33			
57	La	1.10	0.04	2.69	2.61	0.18	11
58	Ce	1.58	0.04	3.32	2.70	0.32	110
59	Pr	0.72	0.04	1.68	1.71	0.17	13
60	Nd	1.42	0.04	2.67	2.71	0.21	71
62	Sm	0.96	0.04	2.67	2.18	0.19	20
63	Eu	0.52	0.04	1.88	2.03	0.56	2
64	Gd	1.07	0.04	2.55	2.04	0.16	2
65	Tb	0.30	0.10	0.76			
66	Dy	1.10	0.04	2.53	2.19	0.14	4
68	Er	0.92	0.05	2.32	1.38	0.01	2
69	Tm	0.10	0.04	2.10			
70	Yb	0.84	0.11	2.74	3.03	0.84	2
71	Lu	0.10	0.09	2.46	1.78		1
72	Hf	0.85	0.04	2.81			

Visi s-procesa elementi, izņemot niķeli, HD235858 uzrāda augstākas koncentrācijas kādas novērojamas Saules fotosfērā (Tabula 4.3). Šis fakts apliecina zvaigznes piederību post-AGB stadijai – tajā ir notikušas neitronu satveršanas kodolreakcijas, kuru produkti uznesti zvaigznes atmosfērā. Salīdzinot iegūtās koncentrāciju vērtības ar citu autoru pētījumiem (Tabulas 4.2 un 4.3), redzams, ka šī darba vērtības pamatā uzrāda labāku sakritību ar jaunākajiem darbiem [26, 27], tomēr iegūtās vērtības neizrāda tieksmi slikties kādam no abiem autoriem par labu. Visticamākais iemesls visu autoru un šajā darbā iegūto HD235858 fotosfēras koncentrāciju plašajai nesakritībai savā starpā ir, iepriekš šajā darbā apskatītais spektra mainīgums laikā, ko, galvenokārt, nosaka oglekli saturošu molekulu  $C_2$  un  $CN$  veidošanās zvaigznes atmosfēras augstākajos slāņos. Kā koncentrāciju nesakritības iemeslu visu pētījumu starpā nevar izslēgt arī mazo ķīmiskajai analīzei derīgo līniju skaitu, kas nav blendētas. Piemēram, salīdzinot šī darba rezultātus ar diviem jaunākajiem pētījumiem [26, 27], redzams, ka to elementu gadījumā, kuru koncentrācijas aprēķinātas no vismaz sešām dažādām spektrālīnijām, iegūtas koncentrācijas, kas savā starpā sakrīt.

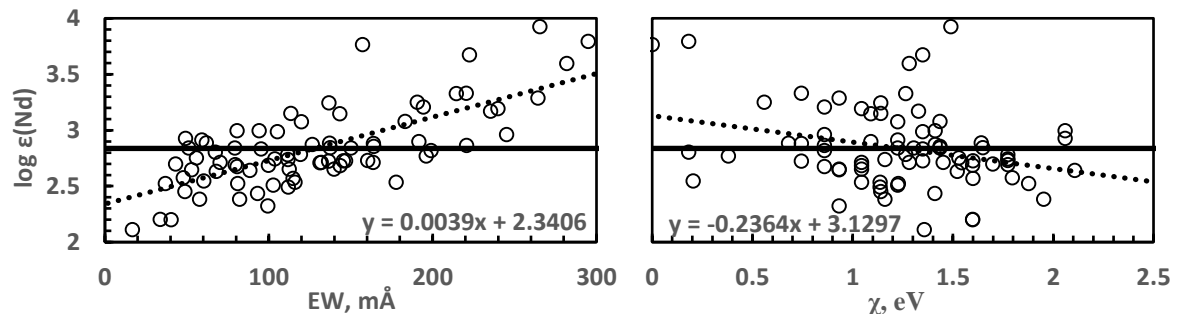
Ķīmiskajiem elementiem, kuriem izdevās atlasīt visvairāk neblendētu līniju, tika pētīta iegūtās koncentrācijas vērtības iespējamā atkarība no konkrētas līnijas EW un ierosmes potenciāla. Saskaņā ar atmosfēru modeļu metodes pamatnostādņēm šādai atkarībai nevajadzētu būt, ja ir pareizi izvēlēti atmosfēras parametri un EW mērījumiem kā arī atomu datiem nav sistemātiskas kļūdas. Galvenais mērķis šajā darbā bija pārbaudīt, vai izvēlēti atbilstoši atmosfēras parametri, nepieciešamības gadījumā tos precizējot. Attēlos 4.10, 4.11 un 4.12. ir uzskatāmi parādītas visu Fe I, Ce II un Nd II līniju iegūto individuālo koncentrāciju atkarības no EW un ierosmes potenciāla. Visiem elementiem, kuriem vidējā koncentrācija aprēķināta vismaz no 7 līnijām, ir novērojama tendence, ka intensīvākās līnijas dod lielāku koncentrāciju, nekā maz intensīvās. Atmosfēru modeļu metodes teorija apgalvo, ka tas iespējams, ja tiek izmantots konkrētai atmosfērai neatbilstošs mikroturbulences ātrums. Pārbaude aprakstīta nākamajā apakšnodaļā. Koncentrācijām atkarībā no ierosmes potenciāla nav novērojama šāda noteiktība, dažos gadījumos novērojama tendence tām palielināties (Attēls 4.10), dažos – samazināties (Attēli 4.11 un 4.12). Teorētiski koncentrācijas atkarība no izmantotās līnijas ierosmes potenciāla varētu liecināt par neatbilstošu atmosfēras modeļa  $T_{eff}$  vērtību. Taču šajā darbā novērotā tendence nav izteikta visu elementu gadījumā, tātad iemesls, visticamāk, ir kaut kāds cits.



4.10. att. Dzelzs koncentrācijas atkarība no izmantotās Fe I līnijas EW (kreisā puse) un ierosmes potenciāla (labā puse). Katrs aplītis atbilst vienai līnijai. EW gadījumā saskatāma sistemātiska atkarība, ko apstiprina aproksimācija ar taisni (punktēta līnija). Nepārtraukta līnija parāda koncentrācijas vidējo aritmētisko vērtību



4.11. att. Tas pats, kas 16. Attēlā, cērija koncentrācijai, kas aprēķinātas izmantojot Ce II līnijas

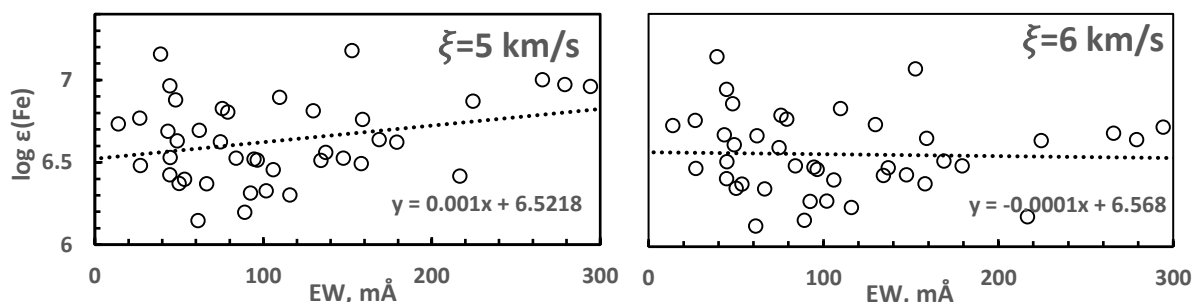


4.12. att. Tas pats, kas 16. Attēlā, neodīma koncentrācijai, kas aprēķinātas izmantojot Nd II līnijas

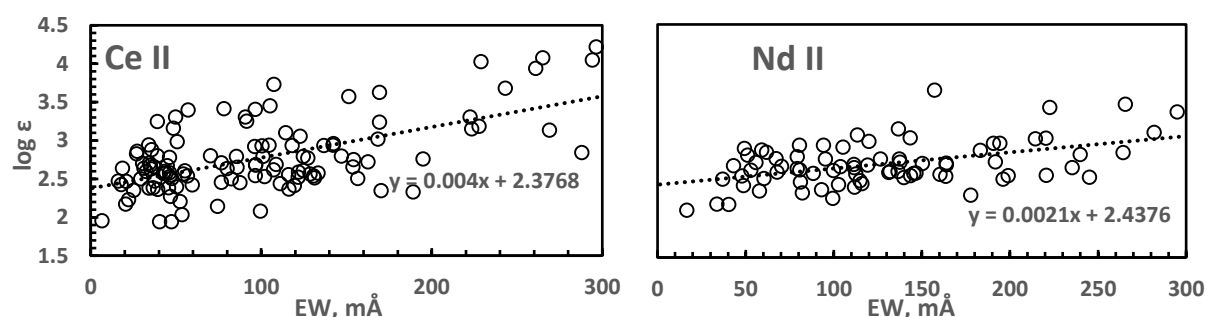
## 4.6. Mikroturbulences ātruma precizēšana

Šajā nodaļā, balstoties uz atmosfēru modeļu metodes standarta procedūru, tiek pārbaudīts, vai koncentrācijas sistemātiska atkarība no izmantotās līnijas EW ir saistīta ar mikroturbulences vērtības neprecīzu izvēli. Darba procesā, izmantojot apakšprogrammu ABUNDANCE, tika veikta Fe, Ce, Nd koncentrācijas aprēķināšana, iteratīvi mainot mikroturbulences ātruma vērtību. Saskaņā ar teoriju, adekvātas mikroturbulences vērtības atrašanai būtu jānovied pie

sistemātiskas atkarības izžušanas visiem ķīmiskajiem elementiem vienlaicīgi. Iegūtie rezultāti dzelzij ir attēloti Attēlā 4.13.



4.13. att. Dzelzs koncentrācijas atkarība no izmantotās Fe I līnijas EW divām mikroturbulences ātruma vērtībām,  $\xi=5$  km/s (kreisā puse) un  $\xi=6$  km/s (labā puse)



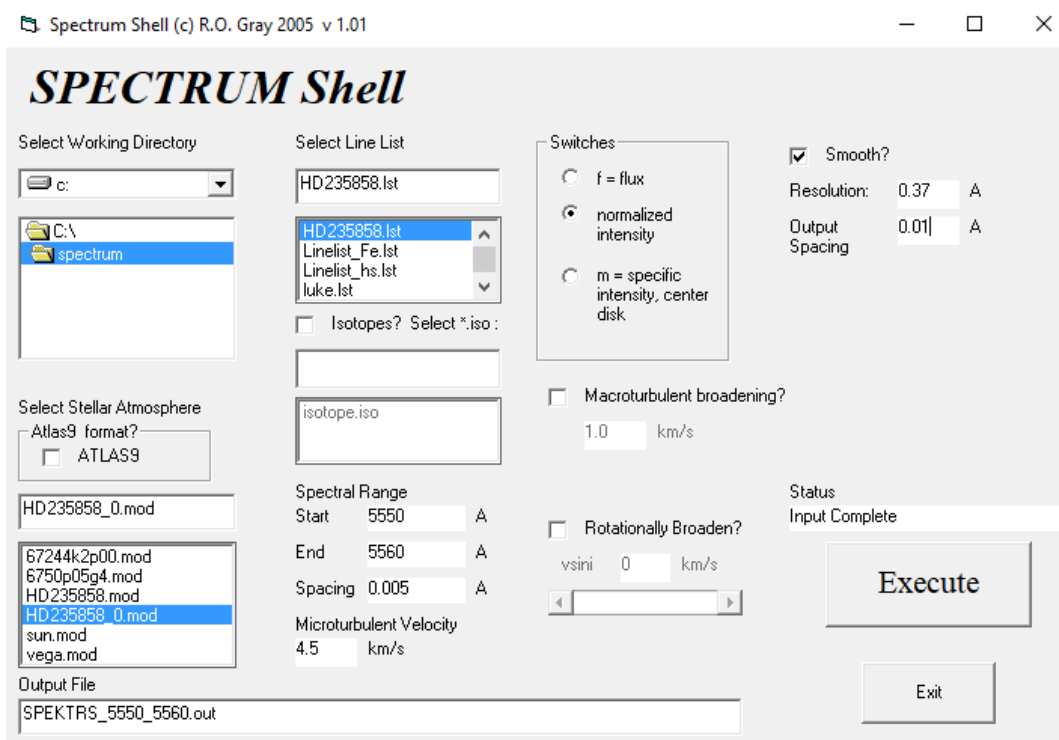
4.14. att. Cērija koncentrācijas (kreisā puse) un neodima koncentrācijas (labā puse) atkarība no izmantotās līnijas EW mikroturbulences ātrumam  $\xi=6$  km/s

Aprēķini liecina, ka palielinot  $\xi$  vērtību dzelzs koncentrācijas sistemātiska atkarība no izmantotās līnijas EW samazinās, praktiski izzūd pie vērtības  $\xi=6$  km/s. Taču Ce un Nd šai pašai mikroturbulences vērtībai sistemātiska atkarība joprojām ir labi redzama (Attēls 4.14). Tiesa, tā ir samazinājusies salīdzinot ar sākumā pieņemto mikroturbulences vērtību  $\xi=4.5$  km/s (Attēli 4.11 un 4.12). No šejienes jāsecina, ka mikroturbulences ātrums nespēj izskaidrot iepriekšējā apakšnodaļā aplūkoto sistemātisko atkarību. Kā varbūtējais iemesls novērotajai parādībai ir līdz šim neidentificēta līniju blendēšanās. Tā kā HD235858 spektrs ir ļoti bagāts ar absorbcijas līnijām, pastāv iespēja, ka atlasītās un šķietami neblendētās līnijās procentuāli nelielu ieguldījumu dod vājas līdz šim neidentificētas smago s-procesa elementu līnijas. Šādu līniju spektrā ir ļoti daudz salīdzinot ar jebkuru pētīto zvaigzni Galaktikā. Loģiski, ka intensīvākām līnijām, kuru EW ir lielāks, ir lielāka varbūtība būt blendētām. Šī hipotēze tika pārbaudīta izmantojot spektrālās sintēzes metodi, kas dod iespēju aprēķināt absorbcijas līnijas profilu, ņemot vērā katras blendējošās līnijas ietekmi profila veidošanā. Metode un rezultāti tiek aprakstīti nākošajā apakšnodaļā.

## 4.7. Spektrālā sintēze

### Blendēšanās pārbaude

Hipotēze par intensīvāko absorbcijas līniju līdz šim neidentificētu blendēšanos tika pārbaudīta ar spektrālās sintēzes metodi, izmantojot to pašu atmosfēras modeli un mikroturbulences ātrumu, kuru iepriekšējā gadījumā. Sintētiskā spektra aprēķins šajā darbā veikts ar programmu SPECTRUM, kurai nepieciešami tādi paši ieejas faili kā 4.5 nodaļā aplūkotajai apakšprogrammai ABUNDANCE. Taču ieejas datu failā netiek izmantoti līniju EW. Datu failā, kas satur atomu jonizācijas enerģijas un citus lielumus, norādītas nevis Saules, bet gan pētāmās zvaigznes atmosfēras ķīmisko elementu koncentrācijas. Iespējams norādīt arī izotopu datu failu, taču šajā darbā izotopu datu fails nav izmantots. Precīzam absorbcijas līniju aprakstam nepieciešams uzdot arī makroturbulences un zvaigznes rotācijas ātrumu vērtības, kas HD235858 gadījumā nav zināmas. Lai absorbcijas līnijas platums aprēķinātajā spektrā būtu samērojams ar novērojumiem, sintētiskam spektram tiek veikta tā saucamā konvolūcija ar Gausa funkciju atbilstoši t.s. konvolūcijas parametram jeb spektrālīniju pusplatūmam (FWHM), kas iegūts izmērot neblendētu līniju platumu vajadzīgajā viļņu garumu diapazonā. Konvolūcijas rezultātā tiek ņemts līnijas paplašinājums dēļ summārā Doplera efekta konkrētā atmosfērā, kurā formējas spektrs. Izmērot FWHM lielam skaitam līniju tika secināts, ka HD235858 atmosfērai konvolūcijas parametrs  $\Delta\lambda$  it atbilstoši  $R = \lambda/\Delta\lambda$ , kur  $R=15000$  [35]. Aprēķinā tika izmantotas elementu koncentrācijas, kas iegūtas ar programmu ABUNDANCE izmantojot EW. Elementiem no Rb līdz Pb, kuriem koncentrācijas šajā darbā netika aprēķinātas, tika izmantotas Saules atmosfērai atbilstošās vērtības, paaugstinot tās par +1.5 dex. Pārējiem elementiem, kam koncentrācijas netika noteiktas, tika izmantotas Saules fotosfēras koncentrācijas. Attēlā 4.15 parādīta programmas SPECTRUM grafiskā lietotāja saskartne SPECTRUM Shell.

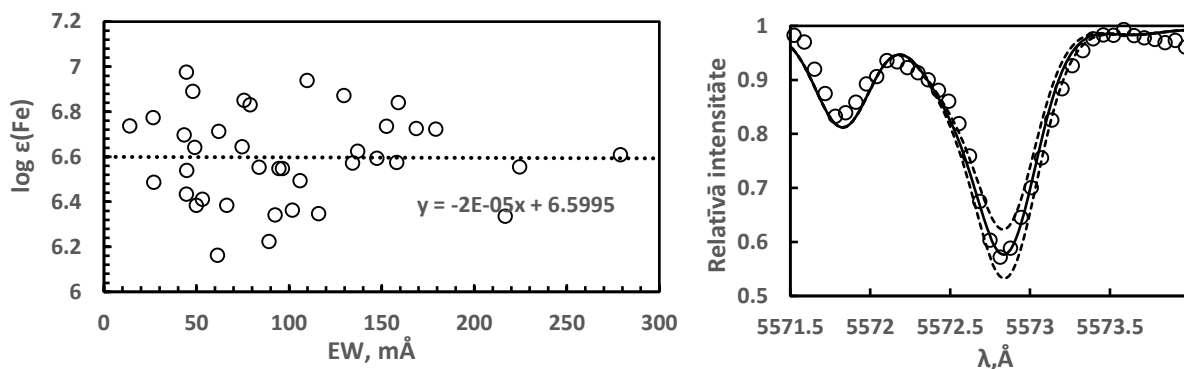


**4.15. att. Programmas SPECTRUM grafiskā lietotāja saskarne. Logos ievadīti parametri, kuri izmantoti HD235858 spektra sintēzei viļņu garumu diapazonā no 5550-5560 Å**

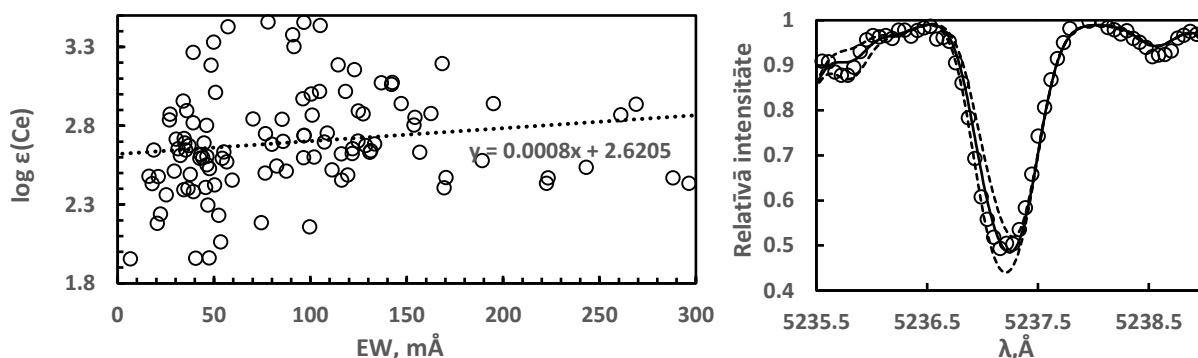
Pirmkārt, izmantojot spektrālās sintēzes metodi tika pārbaudītas intensīvās dzelzs līnijas ar  $EW > 200 \text{ mÅ}$ , kā arī tās līnijas, kuru koncentrācijas veicot aprēķinus ar ABUNDANCE t.i. izmantojot izmērīto EW, uzrādīja ievērojami paaugstinātu koncentrāciju, salīdzinot ar vidējo aritmētisko ( $\log \epsilon(\text{Fe}) > 7$ ). Rezultātā, 4 līnijām tika iegūta zemāka koncentrācija nekā iepriekš ( $5615.6 \text{ Å}$ ,  $5572.8 \text{ Å}$ ,  $4919 \text{ Å}$ ,  $4924.8 \text{ Å}$ ), apstiprinot, ka tās ir blendētas. Bez tam, no sākotnējās līniju izlases 3 līnijas tika brāķētas, piemēram, konstatējot neprecīzu  $\log gf$  vērtību atbilstošajai līnijai vai līnijām, kas to blendē ( $5266.5 \text{ Å}$ ), Zemes atmosfēras  $\text{O}_2$  līnijas blendi atbilstošajai līnijai ( $6916.8 \text{ Å}$ ) un tml. Izmantojot precizētus koncentrāciju aprēķinus, tika konstatēts, ka dzelzs koncentrācijas atkarība no izmantotās līnijas EW (Attēls 4.16) ir sākotnēji neidentificētas blendēšanās sekas. Tātad, sākotnēji izmantotā  $\xi$  vērtība ir korekta  $4.5 \text{ km/s}$ . Attēlā 4.16 ir parādīts vienas Fe absorbcijas līnijas koncentrācijas aprēķins izmantojot spektrālās sintēzes metodi un precizētās dzelzs koncentrācijas. Izmantojot EW un spektrālās sintēzes metodi tika aprēķināta precīza vidējā dzelzs koncentrācija HD235858 fotosfērā (Tabula 4.2, iepriekšējais rezultāts:  $\log \epsilon = 6.68$ ,  $\sigma = 0.28$ ,  $n = 41$ ).

Izmantojot spektrālās sintēzes metodi arī Ce un Nd tika veikta koncentrāciju precizēšana, kas iegūta izmantojot intensīvas līnijas ar  $EW > 200 \text{ mÅ}$  un kurām  $\log \epsilon(\text{Ce}) > 3.5 \text{ dex}$  un  $\log \epsilon(\text{Nd}) > 3.2 \text{ dex}$ . Rezultāti ir parādīti Attēlos 4.17 un 4.18. Izmantojot spektrālās sintēze metodi tika precizētas Ce un Nd koncentrācijas zvaigznes fotosfērā abos gadījumos atmetot 7 un

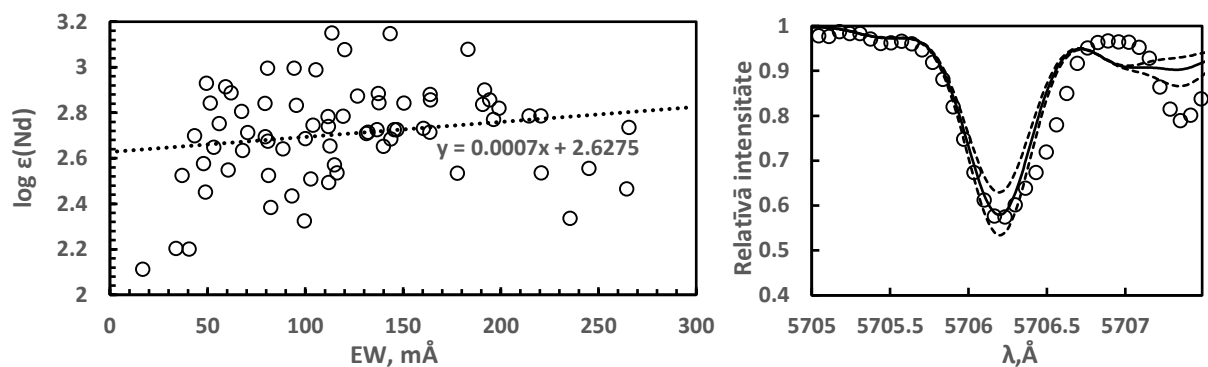
samazinot 9 līniju vērtības (Tabula 4.2, pirms tam:  $\log \epsilon(\text{Ce}) = 2.70$ ,  $\sigma=0.32$   $n=110$  un  $\log \epsilon(\text{Nd}) = 2.71$ ,  $\sigma=0.21$ ,  $n=71$ ). Lai gan šo elementu gadījumā tendence palielināties koncentrācijai līdz ar EW ir samazinājusies, tomēr tā nav izzudusi pilnībā. Kā iemeslu tam var minēt izmantoto līniju atlasē veidu, kas s-procesa elementu gadījumā nenodrošina tik lielu varbūtību, ka izvēlēta līnija nav blendēta salīdzinot ar dzelzs grupas un vieglāku elementu gadījumu. Ideālā gadījumā būtu nepieciešams veikt spektrālo sintēzi pilnīgi visu elementu visām absorbcijas līnijām, kas ļautu iegūt ļoti precīzas koncentrāciju vērtības, taču tas ir ļoti darbietilpīgi.



**4.16. att.** Dzelzs koncentrācijas atkarība no izmantotās līnijas EW (kreisā puse) pēc intensīvāko līniju koncentrāciju precizēšanas ar spektrālās sintēzes metodi. Ilustrācijai dots spektrālās sintēzes piemērs Fe I 5572.8 Å līnijai (labā puse). Ar apliem apzīmēts zvaigznes spektrs, nepārtrauktā līnija – aprēķinātais profils koncentrācijai  $\log \epsilon(\text{Fe})=6.56$ , pārtrauktās līnijas – divas iterācijas variējot Fe koncentrāciju  $\pm 0.2$  dex. Redzama arī Pr II 5571.8 Å līnija

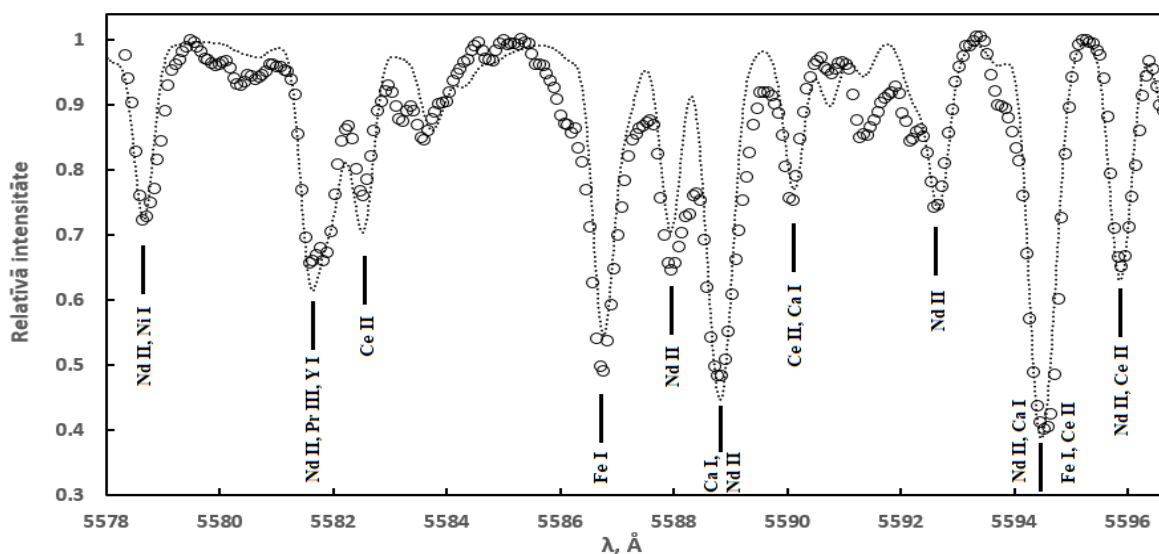


**4.17. att.** Tas pats, kas 4.16. attēlā, tikai Ce II līnijām. Labajā pusē parādīta Ce II 5237.2 Å līnijas sintēze ar  $\log \epsilon(\text{Ce})=2.44$ . Faktiski līnija sastāv no vairākām Ce II blendēm

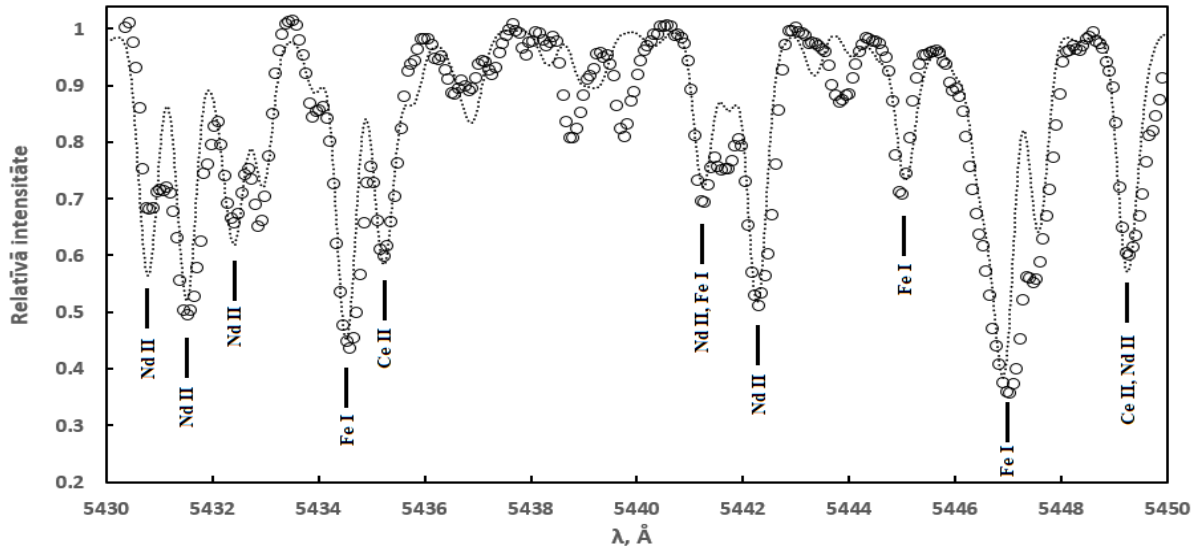


4.18. att. Tas pats, kas 4.16. attēlā, tikai Nd II līnijām. Labajā pusē parādīta Nd II 5706.2 Å līnijas sintēze ar  $\log \epsilon(\text{Nd})=2.47$ . Redzams, ka līnijas profila labo spārnu spektrālā sintēze neappraksta

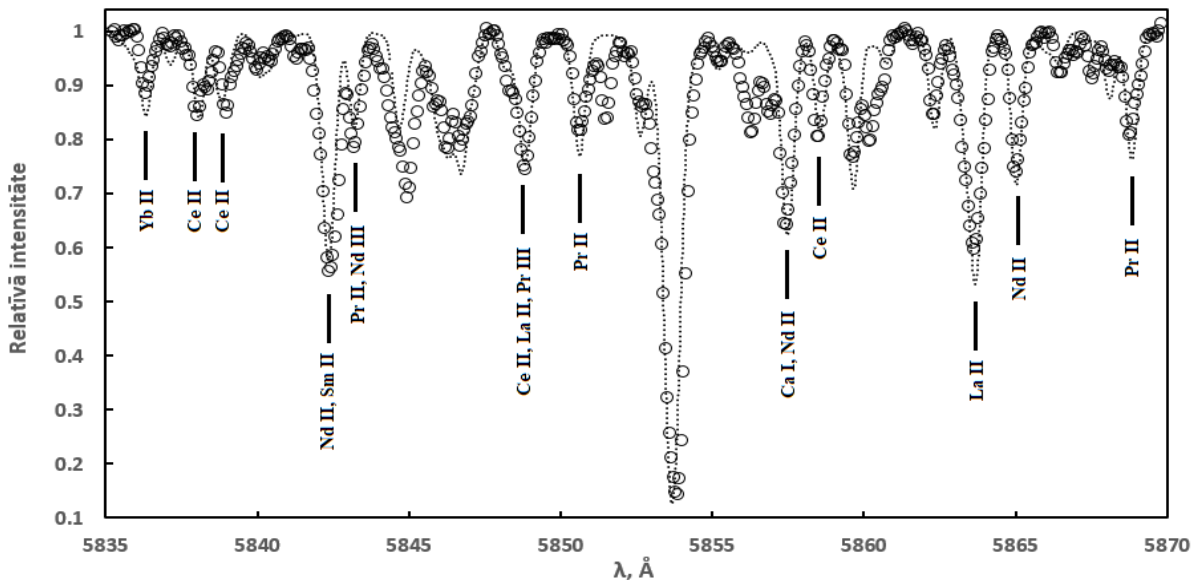
Spektra sintēze plašākā viļņu garumu diapazonā liecina, ka Fe, Ce un Nd koncentrācijas HD235858 atmosfērā ir aprēķinātas ļoti precīzi (Attēli 4.19, 4.20 un 4.21). No otras puses, spektrālās sintēzes iespējas labi ilustrē attēls 4.19, kurā sintezēta arī spektra detaļa pie 5594.4 Å, kuru stipri blendē Nd II, Ca I, Fe I un Ce II līnijas. Redzams, ka aprēķinātais spektrs labi apraksta pat šādu komplicētu profilu, liecinot par atbilstošu atmosfēru parametru izvēli un adekvātu koncentrāciju pielietojumu Nd, Ca, Fe, un Ce. Neprecīzā sintētiskā spektra sakritība ar novērojumiem dažos spektra apgabalos ir galvenokārt dēļ nepareiziem atomu datiem, īpaši  $\log gf$  un apstāklim, ka augstākajos atmosfēras slāņos (kur veidojas līnijas, kam mazs  $\chi$ ) var būt novirzes no LTE nosacījuma, kas ir viens no pamatpieņēmumiem atmosfēru modeļu metodē.



4.19. att. HD235858 sintētiskā spektra salīdzinājums ar novērojumiem viļņu garumu diapazonā no 5578-5596 Å. Dota intensīvāko līniju identifikācija. Stipri blendētām līnijām atzīmēti galvenie līnijas intensitāti palielinošie joni



4.20. att. Tas pats, kas 4.19. attēlā, tikai viļņu garumu diapazonā no 5430-5450 Å



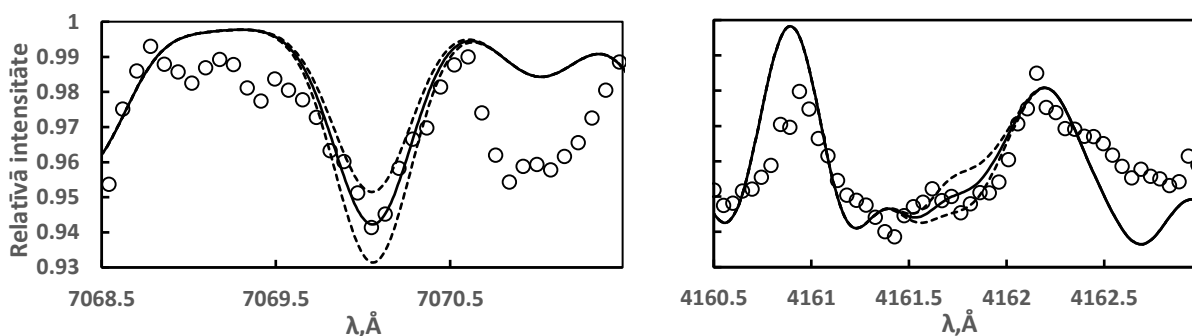
4.21. att. Tas pats, kas 4.19. attēlā, tikai viļņu garumu diapazonā no 5835-5870 Å. Intensīvākā līnija centrā ir Ba II 5853.7 Å. Sintētiskā spektra atbilstība novērojumiem ir ideāla

### Vieglo s-procesa elementu koncentrāciju noteikšana

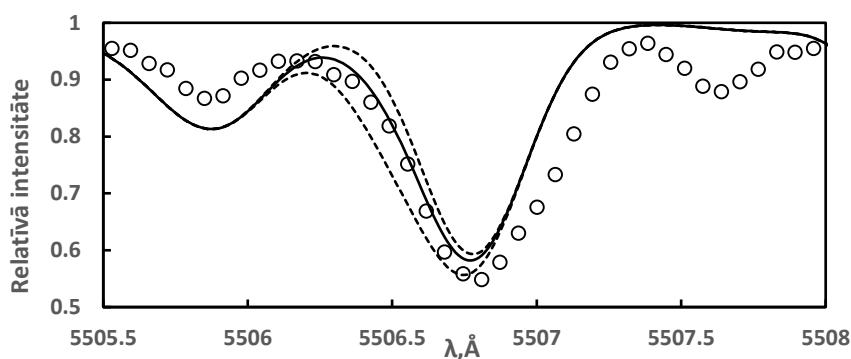
Ir pierādīts, ka s-procesa elementu koncentrācija HD235858 atmosfērā ir ļoti augsta salīdzinot ar Sauli, tomēr nevienam no pētniekiem nav izdevies aprēķināt tā saucamo vieglo s-procesa elementu kā Rb, Sr, Nb un Mo koncentrāciju fotosfērā. Vieglo un smago s-procesa elementu attiecība nes informāciju par neitronu satveršanas procesu apstākļiem konkrētajā zvaigznē. Kā iemeslus koncentrāciju noteikšanas grūtībām var minēt mazo iespējamo spektrālīniju skaitu Rb un Sr gadījumā un apjomīgo līniju blendēšanos pētāmās zvaigznes

spektrā. Lai noteiktu šo elementu koncentrācijas, tika sintezēts spektrs dažu intensīvāko līniju apgabalos. Ja izvēlēta spektra detaļa uzrādīja ievērojamas intensitātes izmaiņas variējot atbilstošo elementa koncentrāciju, tad sākotnējā koncentrācija tika iteratīvi mainīta, lai aprēķinātai profils maksimāli labi aprakstīti novērojumus.

Stroncija koncentrācija tika noteikta izmantojot Sr I 7070 Å, kas pēc EW vērtības dod koncentrāciju  $\log \epsilon(\text{Sr})=4.21$  dex. Pārbaudot šo vērtību ar spektrālās sintēzes metodi, tā tika apstiprināta. Veicot Sr II 4161.8 Å līnijas apkārtnes sintēzi, tika konstatēts, ka profilu vislabāk aprakstīta koncentrācija  $\log \epsilon(\text{Sr})=2.54$  dex (Attēls 4.22). Taču šī līnija atrodas spektra zilajā daļā, kur S/N vērtība ir maza un blendējošo līniju ietekme ļoti liela. Pastāv iespēja, ka nepārtrauktā spektra līmenis ir pazemināts. Šī līnija blendē Cr 4161.4 Å līniju. Koncentrācija tika rēķināta arī molibdēnam, izmantojot 5506.5 Å līniju, iegūstot  $\log \epsilon(\text{Mo})=2.84$  dex (Attēls 4.23). Šī līnija blendējas ar Fe I 5506.8 Å līniju. Labais Fe līnijas spārns ar spektrālo sintēzi netiek labi aprakstīts vai nu attiecīgās dzelzs līnijas atomu datu neprecizitātes dēļ, vai kādas nezināmas līnijas ietekmes rezultātā. Visas trīs apskatītās absorbcijas līnijas atrodas viļņu garumu apgabalos, kuros spektrālā sintēze kopumā diezgan slikti apraksta novēroto zvaigznes spektru. Lai precizētu šo elementu koncentrācijas, nepieciešams precizēt atomu datus to apkārtņē esošajām līnijām, kā arī turpināt spektrālajai sintēzei piemērotu līniju identifikāciju, kas ir darbietilpīgi.



**4.22. att.** Pa kreisi: Sr I 7070 Å līnijas profila sintēze (kreisā puse) izmantojot koncentrāciju  $\log \epsilon(\text{Sr})=4.21$  (nepārtraukta līnija). Spektra sintēze variējot  $\log \epsilon(\text{Sr}) \pm 0.1$  dex (raustīta līnija). Sr II 4161.8 Å līnijas profila sintēze (labā puse) izmantojot  $\log \epsilon(\text{Sr})=2.54$  (nepārtraukta līnija)  $\pm 0.3$  dex (raustīta līnija)



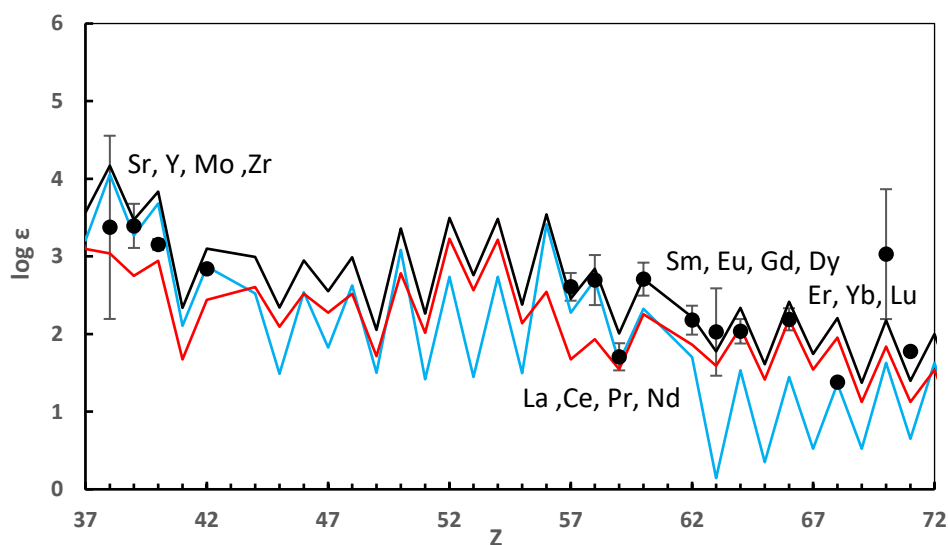
**4.23. att. Molibdēna līnijas Mo I 5506.5 Å sintēze koncentrācijas vērtībai  $\log \epsilon(\text{Mo})=2.84$  (nepārtraukta līnija)  $\pm 0.5$  dex (pārtraukta līnija)**

#### 4.8. Ķīmisko elementu koncentrāciju sadalījuma analīze

Analizējot HD235858 ķīmisko elementu koncentrācijas fotosfērā iespējams izdarīt secinājumus par ķīmisko elementu izcelsmi vienā vai otrā kodolsintēzes procesā. Kaut arī HD235858 ir post-AGB zvaigzne un neitronu satveršanas elementi tās atmosfērā galvenokārt veidojušies dziļēs AGB stadijā, būtisku ieguldījumu kopējā ainā var dot arī starpzvaigžņu vide no kuras zvaigzne veidojas. Piemēram, neitronu satveršanas procesa elementu izcelsmi var noskaidrot salīdzinot iegūtās HD235858 koncentrācijas ar teorētiski aprēķinātajām s- un r-procesa komponentēm Saules atmosfērā. Saskaņā ar teoriju, cērijs galvenokārt tiek sintezēts s-procesā (81%). Tāpēc Ce tika izmantots teorētiskās s-procesa komponentes normēšanai uz HD235858 koncentrācijas sadalījumu. Normēšanai r-procesa gadījumā izmantots tika izmantots disprozijs (88% Saulē ir veidojies r-procesa rezultāts). Abu procesu kopējais sadalījums aprēķināts kā summa no s- un r-procesa vērtībām [38].

Novērojumu un teorijas salīdzinājums parādīts Attēlā 4.24. Redzams, ka vieglāko apskatīto elementu gadījumā (Sr, Y, Mo, Zr), sadalījumu vislabāk apraksta Saules s-procesa komponente, kas šo elementu gadījumā ir ļoti tuva kopējam (s+r) sadalījumam. La, Ce un Pr turpina sekot s-procesa vai arī kopējam sadalījumam. Sākot ar Nd sekojošās koncentrācijas vislabāk apraksta s+r summārā komponente vai r-procesa komponente, izņemot erbiju, kas atrodas uz s-procesa zara. Tā kā Er koncentrāciju noteikta izmantojot tikai 2 spektrālīnijas un citu autoru darbos šis elements uzrādījis lielāku koncentrāciju, tad, visticamāk, tas pakļaujas r-procesa vai kopējam sadalījumam. Kopumā HD235858 koncentrāciju sadalījums neitronu satveršanas elementiem ir ļoti līdzīgs tam, kāds novērojams Saulē. Skaidrot šo rezultātu var hipotēze, ka pētāmā zvaigzne radusies vidē, kura bijusi pakļauta pārnovas sprādzieniem. Sākotnēji (pirms AGB stadijas) tās atmosfēras koncentrācijas tādā gadījumā atbilda r-procesam

atbilstošajam sadalījumam. Vēlāk AGB un post-AGB fāzes laikā līdz ar s-procesa elementu sintēzi un nonākšanu fotosfērā izlīdzinājies abu procesu koncentrāciju sadalījums līdz tādām kādu šodien varam novērot Saulē.



**4.24. att. Ķīmisko elementu koncentrācijas neitronu satveršanas elementiem HD235858 fotosfērā (melnie punkti) saskaņā ar mūsu aprēķiniem. Salīdzinājumam dota teorētiski aprēķināta normēta Saules s-procesa komponente (zila līnija), r-procesa komponente (sarkana līnija), un summārā s+r procesa komponente (melna līnija) [38].**

## 5. REZULTĀTI UN SECINĀJUMI

HD235858 ir viena no nedaudzām zināmajām relatīvi spožajām zvaigznēm mūsu Galaktikā, kura nesen ir noslēgusi evolūciju uz AGB un virzās PN virzienā. Aprēķini rāda, ka zvaigzne ir pametusi AGB pirms apmēram 400 gadiem, kas ir tikai mirklis zvaigžņu evolūcijā. Novērojumi rāda, ka pētāmajā objektā joprojām notiek procesi, ka raksturīgi AGB stadijas zvaigznēm (pulsācijas, masas zaudēšana), taču centrālās zvaigznes efektīvā temperatūra un apzvaigznes miglāja (CSE) aizmetņi, kas reģistrēti infrasarkanajā un radio diapazonos, liecina par objekta piederību post-AGB stadijai. HD235858 spektrs vizuālajā diapazonā demonstrē intensīvas smago elementu līnijas, kas saskaņā ar s-procesa teoriju apliecina efektīvu kodolsintēzi un sajaukšanos AGB stadijā. Atmosfēras ķīmiskā sastāva skaitliska analīze, izmantojot augstas izšķirtspējas spektrus un atmosfēru modeļu metodi, kopš 1995. gada zvaigznei ir veikta 4 reizes. Koncentrāciju vērtībās vērojama ļoti liela izkliede, kuru ir grūti izskaidrot tikai ar analīzes metodiska rakstura problēmām. Dotajā darbā tika veikta augsta izšķirtspējas spektru lielas kolekcijas kvalitatīva un kvantitatīva analīze ar mērķi noskaidrot koncentrāciju izkļedes cēloņus. Šāda veida pētījums pasaulē veikts pirmo reizi.

HD235858 augstas izšķirtspējas spektri, kas iegūti dažādos laika momentos atšķirīgās zvaigznes pulsācijas fāzēs, tika salīdzināti ar galvenās secības zvaigznes Saules un tipiskas AGB zvaigznes W CMa spektru. Tika konstatēts, ka HD235858 spektrā notiek dramatiskas absorbcijas līniju intensitātes maiņas atkarībā no novērojumu momenta, kas pasaules zinātniskajā literatūrā praktiski nekur nav diskutēta un skaidrota. Neskatoties uz efektīvo temperatūru, kas tuva Saules  $T_{eff}$ , HD235858 spektrs ir daudz sarežģītāks, ko var skaidrot ar daudzskaitlīgajām smago elementu absorbcijas līnijām un platākiem līniju profiliem dēļ Doplera paplašināšanās turbulences rezultātā. HD235858 spektru kvalitatīva salīdzināšana ar AGB zvaigznes spektru liecina, ka spektra maiņas galvenokārt nodrošina oglekli saturošu molekulu ( $C_2$ , CN) parādīšanās atsevišķos laika momentos. Zvaigznes fotosfērā pie tik augstas temperatūras molekulām nevajadzētu būt. Vienīgais loģiskais skaidrojums ir, ka molekulas veidojas kaut kur zvaigznes apkārtnē, kur vielas blīvums un temperatūra ir zemāki. No otras puses, novērojumi rāda, ka molekulas HD235858 spektrā nav novērojamas nepārtraukti, tātad molekulu rezervuārs gaismas ceļā no zvaigznes uz novērotāju nav stacionārs. Tas liecina par dinamisku procesu ietekmi uz molekulu veidošanos un pastāvēšanu. Domājams, ka pulsāciju rezultātā zvaigzni turpina pamest viela, kas stimulē molekulu veidošanos zvaigznes apkārtnē. HD235858 spektra maiņas laikā varētu būt viens no iemesliem, kāpēc atšķirīgi spektroskopisti līdz šim ieguvuši tik dažādas elementu koncentrācijas. Parasti, koncentrācijas tiek noteiktas

izmantojot vienu spektru, tātad pētnieks nav informēts par zvaigznē notiekošajiem dinamiskajiem procesiem.

Kvalitatīvi analizējot HD235858 spektru, tika konstatēts, ka noteiktos laika momentos spektrā ir saskatāmas tikai atomu līnijas. Šie spektri tika summēti, lai iegūtu augstāku S/N vērtību, un izmantoti kvantitatīvai analīzei, pielietojot atmosfēru modeļu metodi, kas realizēta programmā SPECTRUM. Izmantojot VALD datu bāzi tika atlasīts maksimāli liels atomu līniju skaits un veikta to vispusīga analīze, lai izvairītos no blendējošo līniju ietekmes. Darba rezultātā tika iegūtas koncentrāciju vērtības 30 ķīmiskajiem elementiem, no kuriem diviem (Mo, Sr) koncentrācija tika noteikta pirmo reizi. Homogēna koncentrāciju analīze spektrā, tai skaitā lielam skaitam neitronu-satveršanas elementu, deva iespēju salīdzināt novērojamo koncentrāciju ainu ar s/r-procesa teoriju. Šāds kvantitatīvs koncentrāciju sadalījuma salīdzinājums veikts pirmo reizi un liecina, ka smagie elementi HD235858 atmosfērā nav sintezēti tikai AGB stadijā s-procesa rezultātā. Skaidri redzams arī r-procesa ieguldījums. R-procesa elementiem nepieciešams liels neitronu blīvums, kas nav raksturīgs AGB zvaigznēm. Saskaņā ar teoriju, r-procesa realizācija notiek pārnovu uzliesmojumos. Vienīgais loģiskais skaidrojums ir, ka HD235858 ir veidojusies tādā vietā Galaktikā, kuras apkārtnē kaut kad noticis pārnovas uzliesmojums. Nākošā zvaigžņu paaudze, kas veidojās šajā vietā, jau sākotnēji bija bagātināta ar smagajiem r-procesa elementiem. Papildus tam AGB stadijas laikā HD235858 dzīlēs tika sintezēti s-procesa smagie elementi, kopā veidojot kompleksu s+r procesa elementu sadalījuma ainu. Šāds skaidrojums ir loģisks arī ņemot vērā iegūto dzelzs grupas elementu koncentrāciju HD235858 atmosfērā, kas ir apmēram 6 reizes zemāka nekā jaunākās paaudzes zvaigznēm pie kurām pieder arī Saule.

Ņemot vērā konstatēto zvaigznes spektra mainīgumu, turpmākajā darba gaitā būtu svarīgi noskaidrot iespējamās atmosfēras parametru, piemēram  $T_{eff}$  un  $\log g$ , izmaiņas laikā, proti, vajadzētu mēģināt spektroskopiski apstiprināt temperatūras un brīvās krišanas paātrinājuma izmaiņas laikā dēļ pulsācijām. Iespējams, ka šāda uzdevuma realizācijai būs nepieciešami atmosfēras dinamiskie modeļi, kuru attīstība pasaulē ir sākuma stadijā. No otras puses, būtu svarīgi apstiprināt spektra mainīguma fenomenu arī citām zināmajām post-AGB zvaigznēm. Šajā virzienā zinātniskajā literatūrā pagaidām nekas nav publicēts. Taču jāņem vērā, ka pārējiem zināmajiem post-AGB objektiem redzamais spožums pie debesīm ir mazāks nekā HD235858. Tas nozīmē, ka spektroskopiska monitoringa realizēšanai būs nepieciešams liels teleskops, kuriem ir liels konkurss teleskopa novērojumu laikam.

## **Pateicības**

Vēlos pateikties Laimonam Začam par doto iespēju izstrādāt pētījumu astrofizikā un vērtīgajiem padomiem darba tapšanas laikā. Paldies par ieguldīto laiku darbam nepieciešamo programmu, metodikas un teorētisko jautājumu izskaidrošanā.

Izsaku pateicību arī Daigai Puķītei par palīdzību teksta kļūdu labošanā.

## Literatūras saraksts

1. **Začs, L., Musaev, F., Kaminsky, B., Pavlenko, Y., Grankina, A., Sperauskas, J., Hrivnak, B.** Spectroscopic variability of IRAS22272+5435. *The Astrophysical Journal*, vol.816, pp.3-17, 2016.
2. **Začs, L., Sperauskas, J., Grankina, A., Deveikis, V., Kaminsky, B., Pavlenko, Y., Musaev, F.A.**, The evolved pulsating CEMP star HD112869. *The Astrophysical Journal*, vol.803, pp.17-31, 2015.
3. **Schmidt, M.R., Začs, L., Pulecka, M., Szczerba, R.**. The excitation of circumstellar C<sub>2</sub> in carbon-rich post-AGB object IRAS22272+5435. *Astronomy & Astrophysics*, vol.556, pp.46-55, 2013
4. **Hrivnak, B.J., Lu, W., Sperauskas, J., van Winckel, H., Bohlender, D., Začs, L.** Studies of variability in proto-planetary nebulae: II. Light and velocity curve analyses of IRAS22272+5435 and 22223+4327. *The Astrophysical Journal*, vol.766, pp.116-137, 2013
5. **Začs, L., Sperauskas, J., Musaev, F.A., Smirnova, O., Yang, T.C., Chen, W.P., Schmidt, M.** Dynamical phenomena in the atmosphere of proto-planetary nebula IRAS22272+5435. *The Astrophysical Journal Letters*, vol.695, pp.203-208, 2009.
6. **Karakas A. I.** Current Status of Stellar Evolutionary Models for AGB stars. In F. Kerschbaum, T. Lebzelter and R.F. Wing, editor, *Why Galaxies Care about AGB Stars II: Shining Examples and Common Inhabitants*, volume 445 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, p.3, 2011.
7. **Olofsson H.** The AGB-star Phenomenon: Setting the Stage. In T. Le Bertre, A. Lebre and C. Waelkens, editor, *Asymptotic Giant Branch Stars*, volume 191 of *IAU Symposium*, p.3, 1999.
8. **Lattanzio J., Forestini M.** Nucleosynthesis in AGB Stars. In T. Le Bertre, A. Lebre and C. Waelkens, editor, *Asymptotic Giant Branch Stars*, volume 191 of *IAU Symposium*, pp. 31-40, 1999.
9. **Smith V.V.** The analysis of AGB Star Photospheres. In T. Le Bertre, A. Lebre and C. Waelkens, editor, *Asymptotic Giant Branch Stars*, volume 191 of *IAU Symposium*, pp. 69-74, 1999.
10. **Engels. D.** AGB and post-AGB stars. *Memorie della Società Astronomica Italiana*, vol.76, p.441, 2005.
11. **Karakas A. I.** Nucleosynthesis of Low and Intermediate-mass Stars. In E. Goswami and B. E. Reddy, editor, *Principles and Prospective in Cosmochemistry*: Springer-Verlag Berlin Heidelberg, 2010.

12. **Abia C.** Observational constraints on nucleosynthesis and mixing in AGB stars. In F. Kerschbaum, T. Lebzelter, and R.F. Wing, editor, *ASP Conference Series*, volume 445 of *Astronomical Society of the Pacific*, pp.13-22, 2011.
13. **Lattanzio J., Karakas A.** Uncertainties in AGB evolution and nucleosynthesis. *Journal of Physics: Conference Series*, vol.728, pp.1-8, 2016.
14. **Karttunen H., Kröger P., Oja H.** *Fundamental Astronomy*. Fifth edition: Springer Verlag, 2007
15. **Straniero O., Cristallo S., Piersanti L.** Models of AGB Stars and their Nucleosynthesis. In F. Kerschbaum and R.F. Wing, editor, *Why Galaxies Care about AGB Stars III: A Closer Look in Space and Time*, volume 497 of *ASP Conference Series* pp.259-266, 2015.
16. **Decin L.** Circumstellar molecular chemistry of evolved AGB stars as traced by HERSCHEL HIFI, PACS, and SPIRE. In F. Kerschbaum, T. Lebzelter and R.F. Wing, editors, *Why Galaxies Care about AGB Stars II: Shining Examples and Common Inhabitants*, volume 445 of *ASP Conference Series*, pp.3-12, 2011.
17. **Hofner S.** Starlight and sandstorms: mass loss mechanisms on the AGB. In F. Kerschbaum, T. Lebzelter and R.F. Wing, editors, *Why Galaxies Care about AGB Stars II: Shining Examples and Common Inhabitants*, volume 445 of *ASP Conference Series*, pp.193-201, 2011.
18. **Lagadec E., Zijlstra A.** The trigger of the asymptotic giant branch superwind: the importance of carbon, *MNRAS*, vol.390, pp.59-63, 2008
19. **Gray D.F.** *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*, Third edition: Cambridge University Press, 2008.
20. **Žagars J., Vilks. I.** *Astronomija augstskolām*, 2. pārstrādātais izdevums: LU Akadēmiskais apgāds, 2007.
21. **Elektroniskā datu bāze SIMBAD:** <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>
22. **Hrivnak, B.J., Kwok, S.** The carbon-rich proto-planetary nebula IRAS 22272 + 5435. *The Astrophysical Journal*, pp.631-635, 1991.
23. **Začs L., Klochkova V.G., Panchuk V.E.** The chemical composition of post-AGB star, proto-planetary nebulae candidate IRAS 22272+5435 = SAO 34504, *MNRAS*, vol.275, pp.764-772, 1995.
24. **Ueta, T., Meixner, M., Hinz, P.M., et al.** Subarcsecond Mid-Infrared Structure of the Dust Shell around IRAS 22272+5435, *The Astrophysical Journal*, vol.557, pp.831-843, 2001.

25. **Fong, D., Meixner, M., Sutton, et al.** Evolution of the circumstellar molecular envelope. I. A bima co survey of evolved stars. *The Astrophysical Journal*, vol.652, pp.1626-1653, 2006.
26. **Reddy, B.E., Lambert, D.L., Gonzalez, G., Yong, D.** Spectroscopic Analysis of Two Carbon-rich Post-Asymptotic Giant Branch Stars. *The Astrophysical Journal*, vol.564, p.482, 2002.
27. **De Smedt, K., Van Winckel, H., Kamath, D., et al.** Detailed homogeneous abundance studies of 14 Galactic s-process enriched post-AGB stars: In search of lead (Pb), *A&A*, vol.587, p.6, 2016
28. **Začs L., Schmidt M.R., Szczerba R.** A search for diffuse absorption bands in the spectra of two PPN candidate stars: HD179821 and SAO34504. *MNRAS*, vol.306, pp.903-912, 1999.
29. **Tereskolas observatorijas mājas lapa:** <http://www.terskol.com>
30. **Zvaigžņu spektru apstrādes programma DECH20T:** <http://gazinur.com/Spectra-Processing.html>
31. **Augstas izšķirtspējas Saules spektra atlases:** <http://diglib.nso.edu/flux>
32. **Pavlenko Y.V., et al.** Effective temperatures, rotational velocities, microturbulent velocities and abundances in the atmospheres of the Sun, HD 1835 and HD 10700. *MNRAS*, vol.442, pp.545-552, 2012.
33. **Abia C., et al.** s-Process Nucleosynthesis in Carbon Stars. *The Astrophysical Journal*, Vo.579, pp.817-831, 2002.
34. **Vīnes atomu līniju datu bāze:** <http://vald.astro.univie.ac.at/~vald3/php/vald.p>
35. **Zvaigžņu spektru sintēzes programma SPECTRUM:** <http://www.appstate.edu/~grayro/spectrum/spectrum.html>
36. **Mishra A., Aigen L., Jiang B.W.** On the Relation between the Mysterious 21 Micrometer Emission Feature of Post-Asymptotic Giant Branch Stars and Their Mass Loss Rates. *The Astrophysical Journal*, vol.825, p.18, 2016.
37. **Asplund M., Grevesse N., Sauval A.J, Scott P.** The chemical composition of the Sun. *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, vol. 47, pp.481-522, 2009.
38. **Burris D.L., et al.** Neutron-Capture Elements in the Early Galaxy: Insights from a Large Sample of Metal-poor Giants. *The Astrophysical Journal*, vol. 544, pp.302-319, 2000.

# 1. Pielikums. Izmantoto līniju saraksts.

	$\lambda$ , Å	$\chi$ , eV	log (gf)	EW, mÅ	log $\epsilon$		$\lambda$ , Å	$\chi$ , eV	log (gf)	EW, mÅ	log $\epsilon$
C I	7087.825	8.65	-1.44	83.4	8.76	Fe I	4547.847	3.55	-1.01	53.3	6.41
C I	7100.116	8.64	-1.47	57.4	8.51	Fe I <sup>s</sup>	4918.994	2.87	-0.34	216.7	6.34
C I	7111.461	8.64	-1.09	92.7	8.49	Fe I <sup>s</sup>	4924.769	2.28	-2.24	152.6	6.74
C I	7476.166	8.77	-1.57	61.3	8.78	Fe I	5565.704	4.61	-0.21	79.0	6.83
C I	8727.140	1.26	-8.17	121.8	8.42	Fe I <sup>s</sup>	5572.842	3.40	-0.28	224.5	6.56
C I	8873.271	9.00	-1.14	79.8	8.56	Fe I <sup>s</sup>	5615.644	3.33	0.05	279.1	6.61
N I	8680.282	10.34	0.36	113.6	8.21	Fe I	5709.378	3.37	-1.03	129.7	6.87
O I	7771.944	9.15	0.37	368.5	9.95	Fe I	5862.356	4.55	-0.13	50.0	6.39
O I	7774.166	9.15	0.22	371.2	10.12	Fe I	5930.180	4.65	-0.23	75.7	6.85
O I	7775.388	9.15	0.00	264.2	9.42	Fe I	5976.776	3.94	-1.24	48.0	6.89
Na I	6154.226	2.10	-1.55	18.0	5.92	Fe I	6008.556	3.88	-0.98	44.8	6.54
Mg I	5528.405	4.35	-0.50	273.3	7.56	Fe I	6020.168	4.61	-0.27	62.0	6.71
Mg II	9244.265	8.65	-0.03	296.8	8.30	Fe I	6024.057	4.55	-0.12	109.8	6.94
Si I	6155.134	5.62	-0.76	81.7	7.21	Fe I	6065.481	2.61	-1.53	159.0	6.84
Si I	7034.901	5.87	-0.88	46.1	7.20	Fe I	6136.615	2.45	-1.40	179.3	6.72
Si I	7226.208	5.61	-1.51	29.0	7.33	Fe I	6137.691	2.59	-1.40	147.5	6.59
Si I	7250.627	5.62	-1.22	48.0	7.32	Fe I	6219.280	2.20	-2.43	74.6	6.65
Si I	7275.296	5.62	-0.85	59.8	7.07	Fe I	6252.555	2.40	-1.69	89.1	6.22
Si I	7423.496	5.62	-0.18	84.7	6.64	Fe I	6265.132	2.18	-2.55	44.6	6.43
Si I	7680.266	5.86	-0.69	55.3	7.09	Fe I	6322.685	2.59	-2.43	43.4	6.70
Si I	7944.001	5.98	-0.31	105.9	7.30	Fe I	6335.330	2.20	-2.18	94.5	6.55
Si I	8742.446	5.87	-0.07	111.0	6.84	Fe I	6400.000	3.60	-0.29	158.1	6.58
Si I	8752.007	5.87	0.08	121.3	6.77	Fe I	6411.648	3.65	-0.60	105.9	6.50
S I	6757.150	7.87	-0.24	58.0	6.77	Fe I	6546.237	2.76	-1.54	61.3	6.16
S I	8670.650	7.87	-0.86	35.8	6.94	Fe I	6592.912	2.73	-1.47	92.4	6.34
Ca I	5590.114	2.52	-0.57	95.9	5.77	Fe I	6663.441	2.42	-2.48	49.0	6.64
Ca I	6439.075	2.53	0.39	199.4	5.69	Fe I	6726.666	4.61	-1.09	13.9	6.74
Ca II	8254.721	7.52	-0.40	74.8	5.89	Fe I	6841.338	4.61	-0.75	44.6	6.98
Sc II	5641.001	1.50	-1.13	230.4	3.14	Fe I	7016.390	4.15	-1.26	26.6	6.78
Sc II	5667.149	1.50	-1.31	212.4	3.16	Fe I	7495.065	4.22	0.05	137.1	6.63
Ti I	5007.209	0.82	0.17	164.8	4.65	Fe I	7780.556	4.47	0.03	96.4	6.55
Ti II	5013.686	1.58	-2.14	242.7	4.86	Fe I	7937.139	4.31	0.23	115.9	6.35
Ti II	5185.902	1.89	-1.41	302.9	5.03	Fe I	7945.846	4.39	0.23	134.3	6.57
Ti II	6491.566	2.06	-1.94	182.8	4.42	Fe I	7998.944	4.37	0.15	101.8	6.36
Ti II	6559.564	2.05	-2.18	160.0	4.46	Fe I	8028.312	4.47	-0.69	27.0	6.49
Ti II	7004.686	3.10	-1.87	57.1	4.37	Fe I	8085.171	4.45	-0.12	83.9	6.55
V II	6120.973	2.50	-2.40	33.2	3.96	Fe I	8220.377	4.32	0.28	168.8	6.73
Cr I	7400.179	2.90	-0.11	34.3	4.88	Fe I	8674.746	2.83	-1.80	66.4	6.39
Cr II	5407.604	3.83	-2.15	100.6	4.97	Fe II	5425.249	3.20	-3.16	141.9	6.45
Mn II	7415.810	3.71	-2.18	153.3	5.24	Fe II	5991.371	3.15	-3.54	137.7	6.72

	$\lambda$ , Å	$\chi$ , eV	log (gf)	EW, mÅ	log $\epsilon$		$\lambda$ , Å	$\chi$ , eV	log (gf)	EW, mÅ	log $\epsilon$
Fe II	6084.102	3.20	-3.78	95.9	6.67	Ce II <sup>s</sup>	5083.279	0.96	-1.64	261.0	2.87
Fe II	6383.722	5.55	-2.07	31.7	6.52	Ce II <sup>s</sup>	5237.222	1.68	-0.94	296.4	2.44
Fe II	6516.077	2.89	-3.32	192.6	6.65	Ce II	5258.456	0.70	-1.47	102.0	2.60
Fe II	7222.391	3.89	-3.36	52.2	6.48	Ce II	5468.371	1.40	-0.07	189.1	2.58
Ni I	7122.197	3.54	0.04	91.9	5.27	Ce II	5505.941	0.89	-1.84	43.2	2.62
Ni I	7422.275	3.64	-0.14	86.1	5.48	Ce II <sup>s</sup>	5512.064	1.01	-0.39	288.1	2.47
Ni I	7525.111	3.64	-0.43	43.1	5.34	Ce II	5513.118	1.42	-1.03	101.0	2.87
Ni I	7574.042	3.83	-0.45	49.3	5.62	Ce II	5523.594	1.83	-1.39	27.3	2.87
Sr II <sup>s</sup>	4161.792	2.94	-0.50		2.54	Ce II	5582.556	1.67	-0.57	107.2	2.70
Sr I	7070.070	1.85	-0.03	26.3	4.21	Ce II	5595.935	0.44	-1.95	142.1	3.06
Y I	6435.004	0.07	-0.52	108.5	4.12	Ce II	5613.694	1.42	-0.64	128.7	2.67
Y II	5196.423	1.75	-1.27	228.5	3.49	Ce II	5630.381	1.65	-0.94	54.3	2.59
Y II	5289.817	1.03	-1.85	197.0	3.01	Ce II	5638.108	0.60	-1.72	168.4	3.20
Y II	5544.611	1.74	-1.09	249.9	3.43	Ce II	5642.825	0.12	-3.34	39.2	3.27
Y II	5546.009	1.75	-1.10	280.1	3.74	Ce II	5660.476	1.28	-1.61	46.2	2.80
Y II	5728.887	1.84	-1.12	256.5	3.59	Ce II	5667.960	1.50	-1.12	55.2	2.64
Y II	6338.148	0.99	-3.10	94.2	3.32	Ce II	5673.490	0.66	-2.60	48.5	3.18
Y II	7332.950	1.72	-2.87	74.4	3.62	Ce II	5679.034	1.68	-0.92	100.5	3.00
Y II	8835.876	1.84	-2.03	101.9	2.96	Ce II	5683.119	1.89	-0.69	104.7	3.02
Mo I <sup>s</sup>	5506.493	1.34	0.06		2.84	Ce II	5685.839	1.90	-0.17	53.5	2.06
Zr II	6578.650	2.43	-1.50	40.8	3.10	Ce II	5693.097	0.90	-1.80	114.4	3.19
Zr II	6787.117	2.49	-1.17	78.7	3.21	Ce II	5694.959	1.91	-1.20	35.8	2.90
La II	5566.925	2.38	-1.13	60.1	2.79	Ce II	5715.259	1.54	-0.65	147.1	2.94
La II	5808.313	0.00	-2.20	190.9	2.42	Ce II	5716.522	1.03	-1.94	21.0	2.48
La II	5863.690	0.93	-1.37	208.8	2.72	Ce II	5729.648	0.72	-2.17	37.0	2.68
La II	5973.546	2.76	-0.58	76.1	2.74	Ce II	5730.490	0.60	-2.10	37.7	2.49
La II	6067.117	0.77	-2.34	88.5	2.60	Ce II	5762.994	3.48	0.43	90.8	3.38
La II	6129.556	0.77	-1.50	167.5	2.33	Ce II	5771.975	1.25	-1.08	124.8	2.89
La II	6146.523	0.24	-2.47	115.8	2.37	Ce II	5773.444	1.92	-0.77	46.3	2.61
La II	6305.447	0.24	-2.38	195.5	2.84	Ce II	5775.807	1.93	-0.67	47.6	2.53
La II	6399.030	2.65	-0.53	89.3	2.67	Ce II	5788.007	1.33	-1.37	70.2	2.84
La II	6642.755	2.53	-0.96	62.8	2.74	Ce II	5796.456	1.75	-1.09	29.3	2.51
La II	6808.885	0.13	-2.43	164.4	2.49	Ce II	5799.783	0.46	-1.71	124.7	2.70
Ce II	4317.985	0.81	-0.82	99.6	2.16	Ce II	5803.236	1.83	-1.14	6.7	1.96
Ce II	4599.030	0.74	-1.38	87.5	2.51	Ce II	5817.837	1.19	-1.37	39.4	2.38
Ce II <sup>s</sup>	4604.226	1.03	-1.33	243.1	2.54	Ce II	5832.826	2.04	-1.36	57.2	3.43
Ce II	4644.216	1.03	-0.88	131.3	2.64	Ce II	5838.069	2.13	-0.42	56.7	2.57
Ce II	4751.547	1.24	-1.06	136.8	3.07	Ce II	5848.847	1.77	-0.83	122.8	3.16
Ce II <sup>s</sup>	4768.791	0.87	-0.80	269.0	2.94	Ce II	5858.546	1.28	-1.18	80.0	2.68
Ce II <sup>s</sup>	5027.339	1.42	-0.77	222.5	2.44	Ce II	5928.252	1.64	-0.87	45.7	2.41
Ce II <sup>s</sup>	5039.801	1.62	-0.41	223.4	2.47	Ce II	5933.582	0.33	-1.77	162.6	2.88

	$\lambda$ , Å	$\chi$ , eV	log (gf)	EW, mÅ	log $\epsilon$		$\lambda$ , Å	$\chi$ , eV	log (gf)	EW, mÅ	log $\epsilon$
Ce II	5941.545	1.11	-0.94	153.8	2.81	Ce II	7580.913	0.33	-2.12	82.5	2.55
Ce II <sup>s</sup>	5975.881	1.25	-1.68	169.3	2.41	Ce II	7689.180	1.58	-0.53	74.5	2.19
Ce II	5995.265	1.33	-0.98	127.3	2.88	Ce II	7703.935	0.18	-3.18	26.9	2.84
Ce II	6003.634	0.73	-1.70	59.5	2.46	Ce II	7752.864	0.33	-2.22	96.8	2.74
Ce II	6038.029	2.00	-1.39	49.8	3.33	Ce II	7857.550	0.90	-1.29	130.8	2.63
Ce II	6072.309	2.00	-1.10	16.3	2.48	Ce II	7898.967	0.90	-1.12	156.7	2.63
Ce II	6078.438	0.88	-2.40	78.1	3.46	Ce II	8030.705	0.46	-1.96	96.5	2.60
Ce II	6079.309	1.70	-1.05	42.6	2.59	Ce II	8076.469	0.23	-2.94	91.5	3.30
Ce II	6098.326	1.77	-0.32	121.7	2.62	Ce II	8224.286	0.46	-1.71	119.4	2.49
Ce II	6124.980	0.30	-2.16	142.4	3.08	Ce II	8404.133	0.70	-1.67	116.0	2.62
Ce II	6216.079	2.00	-0.78	25.3	2.36	Ce II	8405.254	0.30	-2.10	154.2	2.85
Ce II	6220.805	1.74	-1.23	31.3	2.65	Ce II	8441.188	0.81	-1.44	47.4	1.96
Ce II	6225.490	0.81	-2.16	34.9	2.69	Ce II	8552.538	0.46	-2.41	96.2	2.97
Ce II	6232.448	1.21	-0.89	133.3	2.69	Ce II	8575.786	0.68	-2.50	34.5	2.72
Ce II <sup>s</sup>	6291.947	1.71	-1.42	105.1	3.44	Ce II	8700.752	0.46	-2.77	39.1	2.82
Ce II	6299.482	1.90	-0.43	76.6	2.50	Ce II	8702.369	0.47	-1.46	170.4	2.47
Ce II	6412.852	1.91	-1.00	35.3	2.65	Ce II	8724.526	0.81	-1.54	40.5	1.96
Ce II	6466.888	1.77	-0.65	46.8	2.30	Ce II	8739.440	0.50	-2.95	34.0	2.96
Ce II	6468.968	0.96	-1.52	85.9	2.70	Ce II	9022.730	0.32	-2.11	121.9	2.65
Ce II	6503.278	2.11	-0.63	22.3	2.24	Ce II	9041.392	0.74	-2.64	96.6	3.46
Ce II	6507.163	1.78	-0.97	44.2	2.60	Pr II	5571.828	0.51	-1.31	51.2	1.67
Ce II	6513.612	1.96	-1.13	50.8	3.01	Pr II	5605.654	0.96	-0.57	59.3	1.47
Ce II	6537.488	1.97	-0.69	36.6	2.40	Pr II	5681.901	1.16	-0.89	62.2	2.02
Ce II	6570.801	0.53	-2.06	118.2	3.02	Pr II	5756.169	1.00	-0.55	91.5	1.76
Ce II	6624.422	1.01	-1.69	46.4	2.55	Pr II	5786.173	0.92	-0.78	64.7	1.67
Ce II	6647.376	0.61	-2.04	85.4	2.84	Pr II	5810.579	1.44	-0.65	27.8	1.62
Ce II	6652.739	1.53	-0.58	111.2	2.52	Pr II	5868.827	1.05	-0.57	79.4	1.72
Ce II	6665.697	0.74	-1.59	52.4	2.23	Pr II	6087.515	1.12	-0.62	81.3	1.84
Ce II	6706.051	1.84	-0.89	20.6	2.18	Pr II	6255.098	1.26	-0.77	32.5	1.61
Ce II	6720.280	1.78	-0.91	34.3	2.40	Pr II	6281.280	0.96	-0.57	73.8	1.55
Ce II	6742.308	0.00	-2.90	44.9	2.69	Pr II	6413.677	1.13	-0.85	58.5	1.86
Ce II	6744.710	1.68	-1.40	30.4	2.72	Pr II	6478.011	0.42	-1.62	64.7	1.95
Ce II	6755.145	0.45	-2.03	96.7	2.74	Pr II	6656.834	1.82	0.31	64.4	1.45
Ce II	6973.504	2.32	-0.21	50.3	2.42	Pr III	7030.386	0.36	-0.93	143.2	1.96
Ce II	7086.353	2.14	0.12	116.2	2.46	Nd II <sup>s</sup>	4356.012	1.33	-0.12	235.4	2.34
Ce II	7340.429	1.46	-1.63	17.9	2.43	Nd II <sup>s</sup>	4767.660	0.56	-1.62	190.7	2.84
Ce II	7390.456	0.00	-2.11	195.0	2.94	Nd II	5033.510	1.14	-0.47	177.7	2.54
Ce II	7438.971	0.47	-2.21	76.7	2.75	Nd II <sup>s</sup>	5181.169	0.86	-0.60	245.1	2.56
Ce II	7458.419	1.97	-1.31	18.7	2.65	Nd II	5221.572	0.38	-1.38	196.2	2.77
Ce II	7496.946	1.75	-1.23	32.5	2.61	Nd II	5310.040	1.14	-0.98	111.9	2.49
Ce II	7564.962	0.18	-2.30	108.8	2.75	Nd II	5416.374	0.86	-0.93	199.0	2.82

	$\lambda, \text{\AA}$	$\chi, \text{eV}$	$\log(gf)$	$EW, \text{m\AA}$	$\log \epsilon$		$\lambda, \text{\AA}$	$\chi, \text{eV}$	$\log(gf)$	$EW, \text{m\AA}$	$\log \epsilon$
Nd II	5539.220	0.75	-1.46	136.6	2.73	Nd II	6698.644	1.64	-1.36	61.9	2.89
Nd II	5592.660	1.16	-1.23	111.7	2.74	Nd II	6737.760	1.60	-0.67	114.9	2.57
Nd II	5614.283	1.04	-1.06	139.9	2.65	Nd II	6764.596	1.80	-1.04	47.9	2.58
Nd II	5618.990	1.77	-0.65	111.5	2.78	Nd II	6803.980	1.44	-0.87	150.3	2.84
Nd II	5659.775	1.60	-0.52	145.5	2.73	Nd II	6945.750	0.93	-1.95	53.0	2.65
Nd II	5698.920	1.55	-0.67	131.2	2.71	Nd II	7010.947	1.60	-0.97	40.4	2.20
Nd II <sup>s</sup>	5706.209	0.93	-0.80	264.3	2.47	Nd II	7054.750	2.06	-0.90	80.6	3.00
Nd II	5734.550	1.88	-0.53	81.1	2.53	Nd II	7141.973	1.52	-1.20	67.9	2.63
Nd II <sup>s</sup>	5739.950	1.26	-0.93	214.4	2.79	Nd II	7381.798	0.18	-2.78	67.4	2.81
Nd II <sup>s</sup>	5741.270	1.49	-0.83	265.5	2.74	Nd II	7526.458	1.23	-1.64	79.3	2.84
Nd II	5748.144	0.75	-1.44	163.8	2.88	Nd II	7529.000	1.95	-0.41	82.2	2.38
Nd II <sup>s</sup>	5749.020	0.86	-1.41	194.3	2.86	Nd II	7818.842	1.53	-1.46	55.9	2.75
Nd II	5759.988	1.41	-1.01	126.6	2.87	Nd II	7825.225	1.30	-1.83	51.2	2.84
Nd II	5761.690	1.04	-1.08	143.6	2.69	Nd II	7947.919	1.23	-1.91	59.2	2.91
Nd II	5769.866	1.35	-0.78	146.8	2.73	Nd II	7949.660	1.35	-1.49	105.3	2.99
Nd II	5795.140	1.26	-1.13	119.3	2.79	Nd II	7967.860	1.23	-1.77	36.9	2.53
Nd II	5809.230	0.68	-1.71	137.2	2.89	Nd II	8000.757	1.09	-1.67	143.4	3.15
Nd II <sup>s</sup>	5811.570	0.86	-0.86	220.7	2.54	Nd II	8120.924	1.23	-1.62	120.0	3.08
Nd II	5843.200	1.35	-1.27	95.3	2.83	Nd II	8266.735	1.14	-1.86	113.5	3.15
Nd II	5865.027	1.41	-0.83	93.1	2.44	Nd II	8307.740	1.09	-1.19	191.7	2.90
Nd II	5891.506	1.04	-1.14	116.1	2.54	Nd II	8400.862	1.41	-1.59	94.2	3.00
Nd II <sup>s</sup>	5989.378	0.75	-1.48	220.5	2.79	Nd II	8504.770	1.36	-1.68	16.7	2.11
Nd II	6031.270	1.28	-0.74	163.6	2.71	Nd II	8582.114	1.70	-1.46	43.2	2.70
Nd II	6208.007	1.77	-0.85	79.4	2.69	Sm II	4710.649	0.66	-1.86	89.2	2.42
Nd II	6210.660	1.14	-1.54	48.8	2.45	Sm II	5738.037	1.80	-0.78	36.6	1.88
Nd II	6248.270	1.23	-1.05	102.7	2.51	Sm II	5830.990	1.59	-0.79	73.3	2.06
Nd II	6298.410	0.93	-1.43	112.5	2.65	Sm II	5831.730	1.80	-0.89	42.0	2.05
Nd II	6330.151	1.77	-0.72	103.8	2.75	Sm II	6110.647	1.46	-1.45	41.2	2.24
Nd II	6365.540	0.93	-1.20	99.4	2.33	Sm II	6182.890	1.38	-1.14	98.2	2.37
Nd II	6377.250	1.60	-1.03	33.7	2.20	Sm II	6289.910	1.17	-1.46	98.8	2.47
Nd II	6382.060	1.44	-0.75	164.0	2.86	Sm II	6406.250	1.36	-1.34	48.5	2.10
Nd II	6403.960	2.06	-1.09	49.3	2.93	Sm II	6542.764	1.17	-1.74	56.8	2.38
Nd II	6425.780	1.65	-0.71	137.6	2.84	Sm II	6569.290	1.49	-0.18	183.7	2.13
Nd II	6465.220	2.11	-0.40	88.4	2.64	Sm II	6589.712	1.27	-0.91	105.0	2.05
Nd II	6492.330	1.60	-0.88	99.9	2.69	Sm II	6693.555	1.69	-1.09	73.8	2.41
Nd II	6553.052	0.86	-1.78	80.7	2.68	Sm II	6734.048	1.38	-1.40	73.3	2.40
Nd II	6580.930	1.44	-0.85	183.2	3.08	Sm II	6741.496	1.00	-1.21	111.7	2.11
Nd II	6591.430	0.21	-2.51	60.4	2.55	Sm II	6854.510	1.41	-1.31	39.9	2.00
Nd II	6637.190	1.45	-0.84	132.0	2.71	Sm II	6856.010	1.08	-0.90	137.3	2.05
Nd II	6637.960	1.77	-0.32	160.3	2.73	Sm II	7240.890	1.46	-0.94	81.5	2.07
Nd II	6669.631	1.04	-1.72	70.4	2.71	Sm II	7835.090	1.80	-0.74	56.3	1.95

	$\lambda, \text{\AA}$	$\chi, \text{eV}$	$\log(gf)$	$EW, \text{m\AA}$	$\log \epsilon$
Sm II	7837.230	1.59	-1.10	50.2	2.04
Sm II	8913.562	1.49	-1.23	103.9	2.40
Eu II	7194.818	1.28	-0.65	267.7	2.42
Eu II	7217.547	1.23	-0.63	171.3	1.63
Gd II	4521.293	0.56	-1.49	68.5	1.92
Gd II	6080.641	1.73	-0.85	49.7	2.15
Dy II	7457.050	1.84	-1.22	24.7	2.05
Dy II	7729.760	1.85	-0.81	80.9	2.29
Dy II	8905.760	2.21	-1.00	41.9	2.34
Dy II	9171.590	2.16	0.05	153.7	2.09
Er II	4675.618	1.32	-0.05	120.2	1.39
Er II	4700.768	0.64	-2.83	2.0	1.37
Yb II	5651.988	3.75	-0.80	87.3	3.62
Yb II	5837.136	4.01	-0.68	7.2	2.44
Lu II	6221.890	1.54	-0.76	254.5	1.78

Bakalaura darbs “Zvaigznes HD235858 augstas izšķirtspējas spektroskopija un modelēšana” izstrādāts LU Fizikas un matemātikas fakultātē.

Ar savu parakstu apliecinu, ka pētījums veikts patstāvīgi, izmantoti tikai tajā norādītie informācijas avoti un iesniegtā darba elektroniskā kopija atbilst izdrukai.

Autors: Kārlis Puķītis \_\_\_\_\_

Rekomendēju darbu aizstāvēšanai

Darba vadītājs: Dr. Phys. Laimons Začs \_\_\_\_\_ .\_\_\_\_.2017

Recenzents: Dr. Paed. Ilgonis Vilks

Darbs iesniegts Fizikas nodaļā \_\_\_\_ . \_\_\_\_ .2017.

Dekāna pilnvarotā persona: vecākā metodiķe Dzintra Holsta \_\_\_\_\_

Darbs aizstāvēts bakalaura gala pārbaudījumu komisijas sēdē

\_\_\_\_.\_\_\_\_.2017. protokola Nr. \_\_\_\_\_, vērtējums \_\_\_\_\_

Komisijas sekretārs/-e: \_\_\_\_\_

(Vārds, Uzvārds)

(Paraksts)