



**LATVIJAS
UNIVERSITĀTE**

PROMOCIJAS DARBS

**Rīga
2024**



LATVIJAS UNIVERSITĀTE

EKSAKTO ZINĀTŅU UN TEHNOLOĢIJU FAKULTĀTE

Aija Grankina

KODOLSINTĒZES UN DINAMISKO PROCESU PĒTĪJUMI MAZAS MASAS VĒLO EVOLŪCIJAS STADIJU ZVAIGZNĒS

PROMOCIJAS DARBS

Zinātnes doktora grāda (*Ph.D.*) iegūšanai

Zinātnes nozare: fizika un astronomija

Apakšnozare: astrofizika un fundamentālā astronomija

Rīga 2024

Promocijas darbs izstrādāts Latvijas Universitātes Eksakto zinātņu un tehnoloģiju fakultātes Lāzeru centrā laika posmā no 2014. gada līdz 2024. gadam.

Darbs sastāv no 7 nodaļām, to skaitā, ievada, literatūras apskata, novērojumu, datu apstrādes un analīzes metodēm, pētījumu rezultātiem, diskusijas un secinājumiem un rezultātu kopsavilkuma, izmantotās literatūras saraksta un pateicībām.

Darba forma: disertācija fizikas un astronomijas nozarē, astrofizikas un fundamentālās astronomijas apakšnozarē.

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

Darba recenzenti:

- 1) *Dr. phys.* vadošais pētnieks **Juris Kalvāns**, Ventpils Augstskola;
- 2) *Ph. D.* profesors **Ryszard Szczerba**, Nikolaja Kopernika Astronomijas Centrs, Polija
- 3) *Dr. Phys.* pētnieks **Artis Aberfelds**, Ventpils Augstskola;

Promocijas darba aizstāvēšana notiks 2024. gada 22. novembrī plkst. 15:00 Latvijas Universitātes Fizikas un astronomijas nozares padomes atklātā sēdē.

Ar promocijas darbu un tā kopsavilkumu var iepazīties Latvijas Universitātes Bibliotēkā Rīgā, Raiņa bulvārī 19.

LU Fizikas un astronomijas zinātņu nozares promocijas padomes priekšsēdētājs:

_____ / *Prof. Dr. habil. phys.* **Jānis Spīgulis** /

promocijas padomes sekretāre: _____ / **Sintija Siliņa** /

© Latvijas Universitāte, 2024

© Aija Grankina, 2024

ANOTĀCIJA

Mazas un vidējas masas vēlo evolūcijas stadiju (AGB, post-AGB) zvaigznes bagātina starpzvaigžņu vidi ar kodolsintēzes produktiem un to izpēte ir svarīga, lai izprastu ķīmisko elementu evolūciju Visumā. Kodolsintēze ir cieši saistīta ar vielas sajaukšanās procesiem AGB zvaigznes iekšienē, kuru fizika nav tik labi izprasta, lai veiktu kvantitatīvus aprēķinus. Nepieciešams precizēt masas zaudēšanas mehānismus post-AGB zvaigznēs un dinamisko procesu lomu apzvaigznes vides evolūcijā. Trūkst metālnabadzīgo AGB zvaigžņu novērojumu. Promocijas darbā ir veikti kodolsintēzes un dinamisko procesu pētījumi divās mazas masas zvaigznēs, izmantojot augstas izšķirtspējas spektroskopiskos, fotometriskos un radiālā (Doplera) ātruma novērojumus, ar mērķi precizēt šo procesu izpausmes un pārbaudīt teorijas atbilstību novērojumiem. Aukstas un jaunas post-AGB zvaigznes IRAS22272+5435 spektrā tika novēroti dinamiskie procesi, kas raksturīgi AGB evolūcijas stadijai: pusregulāras pulsācijas, triecienviļņi un augšupejoša aukstas vielas plūsma. Iegūto raksturlielumu salīdzināšana ar evolūcijas modeļiem liecina, ka HD112869 ir vientuļa mazas masas metālnabadzīga vecākās paaudzes zvaigzne AGB evolūcijas stadijā. Galaktikā līdz šim ir identificētas un izpētītas tikai trīs šāda tipa zvaigznes.

ABSTRACT

Low- and medium-mass late type stars enrich the interstellar medium with products of nucleosynthesis, and their study is important for understanding the chemical evolution in the Universe. Nucleosynthesis and other processes are closely related to mixing processes inside AGB stars, the physics of which are not well understood to allow quantitative calculations. It is necessary to specify the mechanisms of mass loss in post-AGB stars and the role of dynamical processes in the evolution of the circumstellar environment. Observations of metal-poor AGB stars are lacking. In the doctoral thesis, studies of nucleosynthesis and dynamical processes in two low-mass stars were carried out using high-resolution spectroscopic, photometric and radial (Doppler) velocity observations and qualitative and quantitative analysis of the series of observations with the aim of clarifying the manifestations of nucleosynthesis and dynamical processes in late type stars and testing theories agreement with observations in the AGB and post-AGB evolution stages. In the spectrum of the cool and young post-AGB star IRAS22272+5435, the dynamical processes typical for the AGB evolutionary stage were observed: semi-regular pulsations, shock waves and an upward flow of cool matter. Comparison of the observed characteristics with evolutionary models suggests that HD112869 is a single, low-mass, halo star in the final stage of the asymptotic giant branch. Only three stars of this type have been identified and studied in the Galaxy so far.

DARBĀ IZMANTOTO SAĪSINĀJUMU SARAKSTS

AGB zvaigzne – zvaigzne asimptotiskā milžu zara evolūcijas stadijā

CEMP zvaigzne – zvaigzne ar pazeminātu dzelzs grupas elementu un paaugstinātu oglekļa koncentrāciju atmosfērā attiecībā pret Saules koncentrāciju

CE – apzvaigznes gāzes/putekļu apvalks

EW – spektra līnijas ekvivalents platums ($m\text{\AA}$)

FWHM – spektra līnijas platums pusē no tās intensitātes (\AA)

gf – oscilatora stiprums

HJD – heliocentriskā Juliāna diena

hs – smagie s-procesa elementi

L – zvaigznes starjauka

L_{\odot} – Saules starjauka

LEP – zemākā līmeņa ierosināšanas potenciāls (eV)

ls – viegie s-procesa elementi

LTE – lokāls termodinamisks līdzsvars

M_{bol} – bolometriskais zvaigžņulielums

M_{\odot} – Saules masa

Post-AGB zvaigzne – zvaigzne evolūcijas stadijā pēc AGB stadijas

PN – planetārais miglājs

PPN – protoplanetārais miglājs

RV – radiālais ātrums (km/s)

RV_{\odot} – radiālais ātrums heliocentriskajā koordinātu sistēmā (km/s)

RV_{sys}° – sistēmas ātrums jeb radiālais ātrums attiecībā pret zvaigznes masas centru (km/s)

T_{eff} – zvaigznes efektīvā temperatūra (K)

TP-AGB zvaigzne – termiski pulsējoša asimptotiskā milžu zara zvaigzne

V – redzamais zvaigžņulielums (mag)

X I – ķīmiskā elementa X neitrālā līnija

X II – ķīmiskā elementa X jonu līnija

ξ_t – mikroturbulences ātrums (km/s)

[M/H] – metāliskums jeb vidējā dzelzs grupas elementu koncentrācija attiecībā pret Saules koncentrāciju

SATURS

1. IEVADS	8
1.1. Tēmas aktualitāte.....	8
1.2. Promocijas darba mērķis un uzdevumi	9
1.3. Darba zinātniskā novitāte.....	10
1.4. Aizstāvamās tēzes	10
1.5. Autores ieguldījums	11
1.6. Promocijas darbā ieļautās publikācijas	11
1.7. Citas publikācijas	11
1.8. Konferenču tēzes.....	12
1.9. Referāti zinātniskajās konferencēs	13
2. LITERATŪRAS APSKATS.....	15
2.1. AGB un post-AGB zvaigžņu evolūcija.....	15
2.1.1. Metālnabadzīgās oglekļa zvaigznes	18
2.1.2. HD112869	19
2.2. Protoplanetārie miglāji	21
2.2.1. IRAS22272+5435	21
3. NOVĒROJUMI, DATU APSTRĀDES UN ANALĪZES METODES.....	24
3.1. Novērojumi un datu apstrāde.....	24
3.2. Atmosfēras modeļu metode	28
3.3. Zvaigžņu sintētisko spektru aprēķini	29
4. HD112869 PĒTĪJUMU REZULTĀTI.....	31
4.1. Radiālie ātrumi	31
4.2. Fotometrija	33
4.3. Augstas izšķirtspējas spektroskopija	35
4.3.1. Spektra apraksts un līniju atlase.....	35
4.3.2. Atmosfēras parametri, modelis un spektra sintēze	37
4.3.3. Dzelzs	39
4.3.4. Ogleklis	41
4.3.5. Slāpekļis	42

4.3.6. ^{12}C un ^{13}C izotopu koncentrāciju attiecība	43
4.3.7. Skābeklis	44
4.3.8. Magnijs	45
4.3.9. Neitronu satveršanas procesa elementi	46
4.3.10. Koncentrāciju salīdzinājums ar publicētajām vērtībām.....	49
5. IRAS22272+5435 PĒTĪJUMU REZULTĀTI	51
5.1. Spektra raksturojums un kvalitatīva analīze.....	51
5.2. Atmosfēras parametri, modelis un spektra sintēze	54
5.3. Atomārās līnijas.....	57
5.4. C_2 Svana sistēmas līnijas	61
5.5. CN Sarkanās sistēmas līnijas.....	66
6. DISKUSIJA UN SECINĀJUMI	70
6.1. HD112869	70
6.2. IRAS22272+5435.....	72
7. REZULTĀTU KOPSAVILKUMS	75
IZMANTOTĀ LITERATŪRA	77
PATEICĪBAS	80

1. IEVADS

1.1. Tēmas aktualitāte

Mazas un vidējas masas vēlo evolūcijas stadiju (AGB, post-AGB) zvaigžņu pētījumi ir svarīgi, lai izprastu ķīmisko elementu evolūciju Visumā. AGB zvaigznes bagātina starpzvaigžņu vidi ar kodolsintēzes produktiem – oglekli un smagajiem neitronu satveršanas procesa elementiem. AGB un post-AGB evolūcijas stadija ir krietni īsāka (30 – 10 000 gadi), salīdzinot ar galveno secību (4.6×10^9 gadi – Saulei) un tās Galaktikā ir retāk sastopamas. Kodolsintēzes procesi ūdeņraža un hēlija slāņos ir nestabili, un zvaigznēm raksturīgi tādi dinamiskie procesi kā pulsācijas, vairākkārtējas masas zaudēšanas epizodes un kodolsintēzes produktu uznešana (*dreadge-up*) zvaigznes atmosfērā. Nestacionāro procesu izpētē būtiska loma ir zvaigžņu monitoringam, izmantojot dažādas metodes. Šādi pētījumi dod iespēju noskaidrot dinamisko procesu ietekmi uz apzvaigznes vidi. Joprojām nav pietiekami detalizēti izprasti zvaigžņu masas zaudēšanas mehānismi. Zvaigžņu evolūcijas ātrums ir atkarīgs no masas zaudēšanas tempa. Novērojumi rāda, ka AGB stadijā zvaigznes sfēriskā simetrija zūd. Nav saprotams, kā zvaigzne, kas ir sfēriski simetrisks objekts, izveido apzvaigznes telpā asimetriskas formas miglāju. Novērojumu rinda sniedz unikālu iespēju izpētīt nestacionāros procesus laikā. Izmantojot atomu un molekulu līnijas ir iespēja iegūt informāciju par dinamiskajiem procesiem ne vien zvaigznē, bet arī tās apkārtnē. Izmantojot novērojumu rindu, paveras iespēja analizēt spektrus atšķirīgās pulsāciju fāzēs. Tomēr kompleksus novērojumus īstenot laikā ir ļoti sarežģīti, jo astronomiskie novērojumi ir atkarīgi no meteoroloģiskajiem apstākļiem un citiem faktoriem.

Šajā darbā galvenā uzmanība tika pievērsta zvaigznēm, kuras atrodas AGB un post-AGB evolūcijas stadiju pārejas tuvumā. Šādas zvaigznes tiek identificētas pēc temperatūras, pulsāciju perioda un citiem parametriem. AGB zvaigznēm raksturīgais pulsāciju periods ir 400-500 dienas un tas pakāpeniski samazinās post-AGB stadijā. AGB stadijā zvaigznes raksturīgā efektīvā temperatūra $T_{\text{eff}} \approx 2000 \div 3000$ K. Saskaņā ar zvaigžņu evolūcijas teoriju, noslēdzot AGB stadiju, zvaigznes temperatūra ir ~ 5000 K un pulsāciju periods ~ 100 dienas, tomēr post-AGB stadijas sākums nav precīzi definēts un ir atkarīgs no vairākiem ne visai labi izprastiem procesiem, pirmkārt jau masas zaudēšanas ātruma, bet šis process turpinās arī agrīnajā post-AGB stadijā. Joprojām ir salīdzinoši maz zvaigžņu, kuras ir labi izpētītas, un tas traucē teorijas attīstību. Šajā darbā vispusīgai analīzei mēs izvēlējamies divas zvaigznes ar mērķi precizēt ķīmiskā sastāva izmaiņas un apzvaigznes vides transformāciju pārejas periodā.

HD112869 ir auksta ($T_{\text{eff}} \approx 3900$ K) zvaigzne ar zemu dzelzs, augstu oglekļa koncentrāciju un unikālu oglekļa izotopu attiecību atmosfērā. Zvaigzne pulsē ar periodu

~115 dienas. Literatūrā tiek apspriesti divi iespējamie HD112869 evolūcijas scenāriji: evolūcija dubultzvaigžņu sistēmā, kurā ir notikusi masas pārnese no masīvākas AGB zvaigznes uz HD112869, vai vientuļas zvaigznes evolūcija AGB stadijas noslēguma fāzē. Darbā tika veikti radiāla ātruma mērījumi, platjoslas BVR_C fotometrija un augstas izšķirtspējas spektroskopiskie novērojumi plašā viļņu garumu diapazonā no zilā līdz tuvajam infrasarkanajam, lai precizētu HD112869 raksturlielumus un evolūcijas statusu.

IRAS22272+5435 ir viena no vēsākajām šobrīd zināmajām post-AGB zvaigznēm, kuras vidējā temperatūra $T_{\text{eff}} \approx 5500$ K un pulsāciju periods pārsniedz 100 dienas. Balstoties uz apzvaigznes vielas eksistenci un paaugstinātu oglekļa un s-procesa elementu koncentrāciju, ir apstiprināta tās piederība PPN. Darbā tika veikta kompleksa IRAS22272+5435 izpēte, lai izprastu zvaigznes spektra īpatnības un mainīgumu. 17 augstas izšķirtspējas spektru sērija laika intervālā no 2002. gada novembra līdz 2011. gada novembrim tika analizēta, piesaistot paralēli iegūtos redzamā spožuma un radiālā ātruma mērījumus. Spektra modelēšanai tika izmantota atmosfēru modeļu metode un aprēķināti sintētiskie spektri, ar mērķi izskaidrot IRAS22272+5435 spektra transformācijas atšķirīgās pulsāciju fāzēs.

1.2. Promocijas darba mērķis un uzdevumi

Promocijas darbā ir veikta kodolsintēzes un dinamisko procesu izpēte divās mazas masas zvaigznēs, izmantojot augstas izšķirtspējas spektroskopijas, fotometrijas un radiālā (Doplera) ātruma noteikšanas metodes, novērojumu rindu kvalitatīva un kvantitatīva analīze ar mērķi precizēt kodolsintēzes un dinamiskos procesus un pārbaudīt zvaigžņu evolūcijas teoriju AGB un post-AGB stadijās.

Darba mērķa sasniegšanai tika izvirzīti sekojoši darba uzdevumi:

1. Zvaigžņu augstas izšķirtspējas ($R \equiv \lambda/\Delta\lambda \geq 45\,000$) spektru monitorings, novērojumu redukcija (attēlu transformācija uz vektoru formu, 1D spektru kalibrācija, radiālo ātrumu mērījumi, heliocentriskās korekcijas aprēķini un tml.) sadarbībā ar Krievijas ZA Speciālās Astrofizikas observatorijas (SAO) līdzstrādniekiem;
2. Radiālo (Doplera) ātrumu monitorings ar Molētas Observatorijas 1.65 m teleskopa CORAVEL tipa spektrometru sadarbībā ar Viļņas Universitātes līdzstrādniekiem;
3. Zvaigžņu fundamentālo parametru un atmosfēras ķīmiskā sastāva aprēķini, izmantojot atmosfēras modeļu un spektrālās sintēzes metodi, sadarbībā ar Ukrainas Galvenās Astronomijas observatorijas (MAO) līdzstrādniekiem;

4. Rezultātu kompleksa analīze un interpretācija, balstoties uz literatūras izpēti, izdarot secinājumus par zvaigžņu atmosfēras dinamiku, uzbūvi, ķīmisko sastāvu un evolūcijas stadiju.

1.3. Darba zinātniskā novitāte

Pirmo reizi īstenots zvaigznes HD112869 radiālā ātrumu monitorings laika intervālā, kas pārsniedz 2500 dienas, paralēli veicot arī spožuma monitoringu īsākā (465 dienu) laika intervālā un paralēla augstas izšķirtspējas spektroskopiju plašā viļņu garumu diapazonā. Veikta zvaigznes atmosfēras ķīmiskā sastāva analīze, izmantojot spektrālās sintēzes metodi un uzlabotus atmosfēras modeļus, precizējot zvaigznes metāliskumu, CNO un smago elementu koncentrācijas, kas nepieciešams kodolsintēzes procesu validācijai. Noraidīta zvaigznes piederība dubultsistēmai. Iegūti pierādījumi HD112869 piederībai Galaktikas halo populācijas TP-AGB evolūcijas stadijai, kurā līdz šim ir identificētas tikai trīs kandidātzvaigznes.

Pirmo reizi īstenots post-AGB zvaigznes IRAS22272+5435, kura identificēta kā jauns PPN, augstas izšķirtspējas spektra monitorings vairāku gadu garumā, paralēli izmantojot trīskrāsu fotometriju un radiālā ātruma mērījumus. Kompleksa novērojumu analīze deva iespēju iegūt jaunu specifisku informāciju par zvaigznes pulsācijām un citiem dinamiskajiem procesiem zvaigznes atmosfērā un zvaigznes vidē. Pirmo reizi tika konstatētas straujas izmaiņas PPN spektrā, kas saistītas ar molekulu veidošanos zvaigznes atmosfēras ārējos slāņos un/vai apzvaigznes telpā, kur gāze tiek uznesta pulsāciju rezultātā. Dots skaidrojums pretrunīgajai informācijai sakarā ar IRAS22272+5435 spektra klasifikāciju un molekulāro līniju identifikāciju. Spektu modelēšana veikta izmantojot uzlabotus atmosfēras modeļus ar saskaņotām ķīmisko elementu koncentrācijām.

1.4. Aizstāvamās tēzes

1. HD112869 ir mazas masas pulsējoša AGB zvaigzne;
2. IRAS22272+5435 spektra mainīguma cēlonis ir periodiskas efektīvās temperatūras izmaiņas un molekulu veidošanās atmosfēras ārējos slāņos;
3. Absorbcijas līniju šķelšanos IRAS22272+5435 spektrā izraisa triecienviļņi zvaigznes atmosfērā.

1.5. Autores ieguldījums

- Apgūta zvaigžņu spektru redukcijas programmatūru DECH95 un DECH20T, kas izmantota augstas izšķirtspējas spektru redukcijai un mērījumu veikšanai (sadarbībā ar Dr.F.Musaev; Krievijas ZA SAO);
- Apgūta radiālā ātruma mērījumu metodika ar Molētas Observatorijas (Viļņas universitāte) 1.65 m teleskopu un CORAVEL tipa spektrogrāfu. Sadarbībā ar Dr. J.Sperauskas tika veikti zvaigžņu radiālā ātruma novērojumi;
- Apgūta atmosfēras modeļu un sintētisko spektru aprēķinu metodika, kas izmantota spektru modelēšanai ar modificētiem atmosfēras modeļiem (sadarbībā ar Dr.Y.Pavlenko, B.Kaminsky; Ukrainas ZA MAO);
- Izmantojot atmosfēru modeļu un spektrālās sintēzes metodi, tika aprēķināti zvaigžņu atmosfēras parametri un ķīmiskais sastāvs;
- Autores ieguldījums publikācijā par IRAS22272+5435 ir apmēram 20 %, bet publikācijā par HD112869 – 50%.

1.6. Promocijas darbā iekļautās publikācijas

Začs L., Musaev F.A., Kaminskyi B., Pavlenko Y., Grankina A., Sperauskas J., Hrivnak B.J. 2016. *Spectroscopic variability of IRAS22272+5435, The Astrophysical Journal*, vol. 816, 3, (14pp);

Začs L., Sperauskas J., Grankina A., Deveikis V., Kaminskyi B., Pavlenko Y., Musaev F.A. 2015. *The evolved pulsating CEMP star HD112869, The Astrophysical Journal*, vol. 803, 17, (14pp).

1.7. Citas publikācijas

Puķītis K., Začs L., Grankina A. 2022. *Multi-epoch optical spectroscopy of the post-AGB star HD161796, The Astrophysical Journal*, vol. 928, 29, (9pp);

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

1.8. Konferenču tēzes

Grankina A., Začs L., *HD112869: a metal-poor low-mass TP-AGB star?*, Conference “Advances in Cool Evolved Stars”, Melbourne, Australia, July 8 – 12, Book of Abstracts, publicēta elektroniski, pp. 31 (2024);

Grankina A., Puķītis K., Začs L., *Stellar and circumstellar lines in the spectra of protoplanetary nebulae*, Proceedings IAU Symposium No. 384, “Planetary Nebulae: a Universal Toolbox in the Era of Precision Astrophysics”, International Astronomical Union Proceedings Series, Cambridge University Press, 2 pages (2023);

Začs L., Musaev F.A., Kaminskyi B., Pavlenko Y., Grankina A., Sperauskas J., Hrivnak B.J., *High-resolution spectroscopy of IRAS22272+5435*, 12th International young scientist conference “Developments in Optics and Communications 2016”, Riga, Latvia, March 21 – 23, Book of Abstracts, University of Latvia, pp. 13 (2016);

Začs L., Sperauskas J., Grankina A., Deveikis V., Kaminskyi B., Pavlenko Y., Musaev F.A., *Analysis and modeling of absorption spectrum for metal-poor star TT CVn*, 12th International young scientist conference “Developments in Optics and Communications 2016”, Riga, Latvia, March 21 – 23, Book of Abstracts, University of Latvia, pp. 14 (2016);

Grankina A., Začs L., *Spectroscopic variability of IRAS22272+5435*, 59th Scientific Conference for Young Students of Physics and Natural Sciences „Open Readings 2016“, March 15 – 18, 2016 Vilnius, Lithuania, Programme and Abstracts, Vilnius University, pp. 93 (2016);

Začs L., Musaev F.A., Kaminskyi B., Pavlenko Y., Grankina A., Sperauskas J., Hrivnak B.J., *The evolved pulsating CEMP star HD112869*, 59th Scientific Conference for Young Students of Physics and Natural Sciences „Open Readings 2016“, March 15 – 18, 2016 Vilnius, Lithuania, Programme and Abstracts, Vilnius University, pp. 283 (2016);

Laure A., Začs L., *Protoplanetary nebulae's radial velocity measurements and interpretation*, 56th Scientific Conference for Young Students of Physics and Natural Sciences „Open Readings 2013“, March 20 – 23, 2013 Vilnius, Lithuania, Programme and Abstracts, Vilnius University, pp. 60 (2013);

Začs L., Sperauskas J., Laure A., Smirnova O., *Signatures of pulsations and mass loss in the spectra of post-AGB stars*, Proceedings of IAU Symposium 283 “Planetary nebulae an eye to the future”, Programme & Abstracts, Cambridge University Press, 2 pages (2011);

Začš L., Laure A., Sperauskas J., *Molecules in the atmosphere and circumstellar shell of proto-planetary nebula IRAS22271+5435*, Proceedings of IAU Symposium 280 “The molecular universe”, elektroniska publikācija (2011).

1.9. Referāti zinātniskajās konferencēs

Grankina A., Začš L., 2024. *HD112869: a metal-poor low-mass TP-AGB star?*, Conference “Advances in Cool Evolved Stars”, Melbourne, Australia, July 8 – 12;

Grankina A., Puķītis K., Začš L., 2023. *Stellar and circumstellar lines in the spectra of protoplanetary nebulae*, Proceedings IAU Symposium No. 384, “Planetary Nebulae: a Universal Toolbox in the Era of Precision Astrophysics”, Krakow, Poland, September 4 – 8;

Začš L., Musaev F.A., Kaminskyi B., Pavlenko Y., Grankina A., Sperauskas J., Hrivnak B.J., 2016. *High-resolution spectroscopy of IRAS22272+5435*, 12th International young scientist conference “Developments in Optics and Communications 2016”, Riga, Latvia, March 21 – 23;

Začš L., Sperauskas J., Grankina A., Deveikis V., Kaminskyi B., Pavlenko Y., Musaev F.A., 2016. *Analysis and modeling of absorption spectrum for metal-poor star TT CVn*, 12th International young scientist conference “Developments in Optics and Communications 2016”, Riga, Latvia, March 21 – 23;

Začš L., Musaev F.A., Kaminskyi B., Pavlenko Y., Grankina A., Sperauskas J., Hrivnak B.J., 2016. *The evolved pulsating CEMP star HD112869*, 59th Scientific Conference for Students of Physics and Natural Sciences „Open Readings 2016“, Vilnius, Lithuania, March 15-18;

Grankina A., Začš L., 2016. *Spectroscopic variability of IRAS22272+5435*, 59th Scientific Conference for Young Students of Physics and Natural Sciences „Open Readings 2016“, Vilnius, Lithuania; March 15-18;

Grankina A., Začš L., 2014. *C₂ un CN spektra modelēšana zvaigžņu atmosfērās*, Latvijas Universitātes 72. zinātniskā konference, Riga, Latvia, January 30;

Laure A., Začš L., 2013. *Protoplanetary nebulae's radial velocity measurements and interpretation*, 56th Scientific Conference for Young Students of Physics and Nature Sciences „Open Readings 2013“, Vilnius, Lithuania, March 20 – 23;

Laure A., Začš L., 2013. *Protoplanetāro miglāju radiālo ātrumu mērījumi un interpretācija*, Latvijas Universitātes 71. zinātniskā konference, Riga, Latvia, January 31;

Laure A., Začs L., 2012. *Molekulas protoplanetārā miglāja IRAS22272+5435 spektrā*, Latvijas Universitātes 70. zinātniskā konference, Riga, Latvia, February 2;

Začs L., Sperauskas J., Musaev F., Schmidt M., Laure A., 2011. *Dynamical phenomena in the atmosphere of proto-planetary nebulae*, International Symposium “Physical and chemical aspects of late stages of stellar evolution”, The Nicolaus Copernicus Astronomical Centre of the Polish Academy of Sciences, Warsaw, Poland, 29 August - 1 September;

Začs L., Laure A., Sperauskas J., 2011. *Molecules in the atmosphere and circumstellar shell of proto-planetary nebula IRAS22271+5435*, IAU Symposium 280 “The molecular universe”, Toledo, Spain, May 30 – June 3;

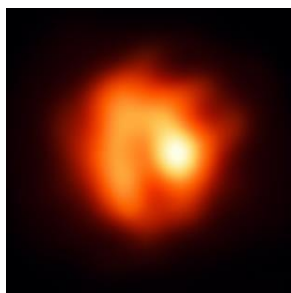
Začs L., Sperauskas J., Laure A., Smirnova O., 2011. *Signatures of pulsations and mass loss in the spectra of post-AGB stars*, IAU Symposium 283 “Planetary nebulae an eye to the future”, organized by Instituto de Astrofísica de Canarias, Tenerife, Canary Islands, Spain, July 25–29.

2. LITERATŪRAS APSKATS

2.1. AGB un post-AGB zvaigžņu evolūcija

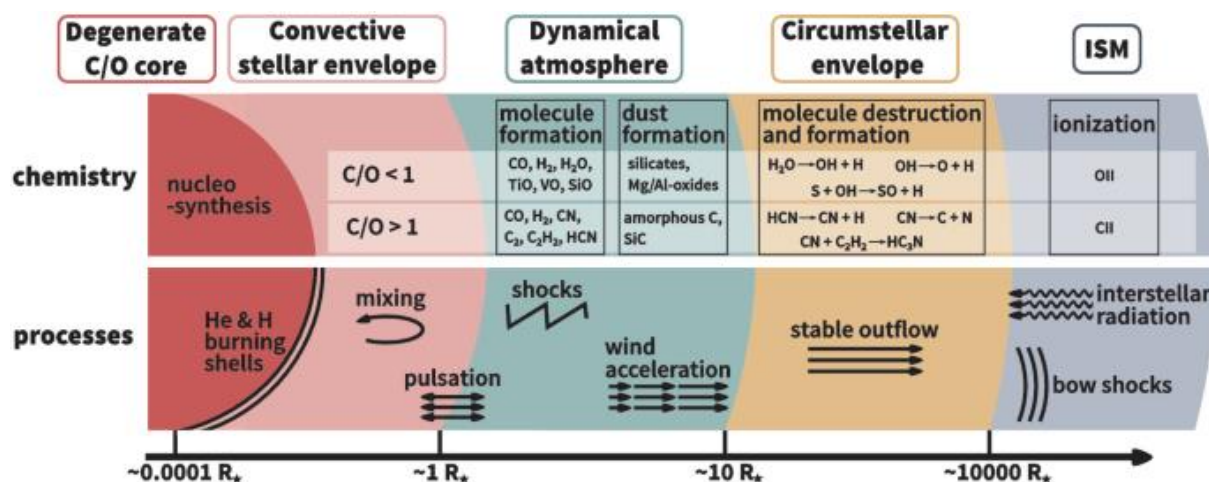
Asimptotiskā milžu zara (*AGB*) zvaigznes ir pēdējais posms mazas un vidējas masas ($0.8 - 8 M_{\odot}$) zvaigžņu evolūcijā ar kodolsintēzi kā dominējošo enerģijas avotu. AGB stadijā kodolsintēze norisinās plānos slāņos virs deģenerēta oglekļa un skābekļa kodola un ir nestabila, kas veicina vielas sajaukšanos un ķīmisko elementu sintēzi. AGB zvaigznēm ir noteicoša loma starpzvaigžņu vides bagātināšanā ar oglekli un smagajiem elementiem, kuri tiek sintezēti neitronu satveršanas procesos. Pateicoties lielai starждаudai tās ir ļoti piemērotas zvaigžņu populāciju izpētei ārpus mūsu Galaktikas (Herwig 2005; un atsaucies šajā rakstā). Pēdējos gados ir sasniegts nozīmīgs progress AGB zvaigžņu evolūcijas izpratnē un svarīgāko procesu modelēšanā. Smago elementu kodolsintēzes s-procesa modelēšana daudzos gadījumos dod kvantitatīvu saskaņu ar novērojumiem. Tomēr kodolsintēze un citi procesi AGB zvaigznēs ir cieši saistīti ar vielas sajaukšanās procesiem zvaigznes iekšienē, kuru fizika nav tik labi izprasta, lai veiktu kvantitatīvus aprēķinus. Pietiekami detalizēti nav izpētīta arī metālnabadzīgo AGB zvaigžņu un masīvo AGB zvaigžņu evolūcija. Pēdējās desmitgadēs ir veikti daudzi kvalitatīvi jauni metālnabadzīgo AGB zvaigžņu novērojumi un to modelēšana rada jaunus jautājumus un izaicinājumus.

Masas zaudēšanas procesi vēlās attīstības stadijas zvaigznēm ir ļoti neskaidri. AGB zvaigznes strauji zaudē masu un ap tām izveidojas sfēriskas simetrijas apzvaigznes apvalki (circumstellar envelope – *CSE*), kuri izplešas ar vienmērīgu ātrumu. Nav skaidrs, kāpēc un kā *CSE* zaudē sfērisko simetriju un kļūst aksiāli simetriski, ko parasti novēro zvaigznēm post-AGB stadijā. Novērojumi liecina, ka *CSE* un PN formai ir saistība ar kolimētu un ātru zvaigžņu vēju, kas parādās AGB stadijas beigās vai post-AGB stadijas sākumā un tas mijiedarbojas ar *CSE*, kas veidojies AGB stadijā. No otras puses, *CSE* asimetriju varētu veidot neredzama pavadoņa (planētas/zvaigznes) klātbūtne. Pēdējās desmitgadēs vēlo evolūcijas stadiju zvaigžņu izpēti ir veicinājusi arī TP-AGB zvaigžņu novērojumi un modelēšana (Herwig 2005). Augstas leņķiskās un spektrālās izšķirtspējas novērojumi plašā viļņu garumu diapazonā, izmantojot mūsdienīgus instrumentus, sniedz svarīgu informāciju par AGB zvaigžņu dinamiskajām atmosfērām un *CSE* (Höfner et al. 2018). Novērojumi apstiprina zvaigžņu atmosfēru un putekļus apgabalu asimetriju un neviendabīgumu, kuri izmainās dažu mēnešu laikā. Piemēram, Wittkowski et al. (2017), izmantojot Eiropas Dienvidu observatorijas VLT teleskopu un divus jaunākās paaudzes instrumentus, AGB oglekļa zvaigznes R Sculptoris diskā novēroja sarežģītu struktūru (skat. 2.1. attēls).



2.1. attēls. Oglekļa zvaigznes R Sculptoris attēls, kas iegūts ar VLT interferometru (Wittkowski et al. 2017). Intensitātes nehomogenitātes zvaigznes diskā ir saistītas ar liela mēroga konvektīvajām šūnām zvaigznes atmosfērā.

Domājams, ka R Sculptoris diska intensitātes neviendabīguma iemesls ir liela mēroga konvektīvās šūnas, kuru pārvietošanās atmosfērā rada triecienviļņus un izraisa molekulu sablīvējumu un putekļu veidošanos līdz 2–3 zvaigžņu rādiusu attālumam no zvaigznes virsmas. AGB zvaigžņu masas zaudēšanas mehānisms ir ārkārtīgi sarežģīts (skat 2.2. attēls), jo tas ietver virkni laikā mainīgu fizikālo procesu un dinamisko parādību zvaigznes iekšienē (piemēram, konvekcija un pulsācijas), zvaigznes atmosfērā (piemēram, triecienviļņi) un zvaigznes apkārtņē (piemēram, putekļu kondensācija, vielas paātrināšanās starojuma ietekmē).



2.2. attēls. AGB zvaigznes uzbūves un fizikālo procesu shematiska ilustrācija saskaņā ar Höfner & Olofsson (2018).

Zemas un vidējas masas zvaigžņu evolūcijas noslēdzošā stadija ir salīdzinoši ātra pāreja no AGB stadijas caur post-AGB stadiju uz PN stadiju. Zvaigzne pamet AGB pēc tam, kad lielākā daļa ar ūdeņradi bagātā slāņa masas zaudēšanas rezultātā aizplūst apzvaigznes telpā. Masas zaudēšanas process lēnākā tempā turpinās arī pēc tam, taču mehānismi un procesa nianse līdz galam nav izprasti. Ļoti īsā post-AGB evolūcijas posmā, kas vienas Saules masas zvaigznei ir apmēram 1000 gadi, apzvaigznes vielas morfoloģija un kinemātika krasi mainās:

sfēriskais apvalks, kas AGB stadijā lēnām attālinājās no zvaigznes, pārtop par miglāju ar aksiālo simetriju un lielu izplešanās ātrumu. Iespējams, ka šī metamorfozes notiek vēlīnajā AGB vai agrīnajā post-AGB stadijā un to izraisa kolimēta (strūklai līdzīga) zvaigznes vēja mijiedarbība ar AGB stadijā izveidoto CSE.

Post-AGB zvaigžņu novērojumi dažādās zvaigžņu populācijās liecina par nesaskaņām ar evolūcijas teoriju (Miller Bertolami 2016). Post-AGB zvaigžņu ķīmiskais sastāvs ir daudzveidīgāks, nekā sākotnēji domāja (Van Winckel 2003). Daļai post-AGB zvaigžņu ir ļoti augsta s-procesa elementu koncentrācija atmosfērā, bet citām atmosfēra vispār nav bagātināta ar smagajiem elementiem (Reyniers et al. 2004; un atsauces šajā rakstā). Saskaņā ar teoriju, TP-AGB stadijā sekojošu termisko pulsāciju rezultātā vajadzētu notikt pakāpeniskai transformācijai no zemas uz augstu s-procesa koncentrāciju atmosfērā. Novērojumi liecina, ka tā saucamā trešā dziļā sajaukšanās (*dredge-up*), kas izskaidro s-procesa elementu izcelsmi, joprojām nav pilnībā izprasta. Nepietiekošs liels skaits labi izpētītu post-AGB zvaigžņu Galaktikā un Magelāna Mākoņos ir lielākais izaicinājums, veicot novērojumu interpretāciju zvaigžņu ķīmiskās evolūcijas teorijas kontekstā.

Dzelzs koncentrācija zvaigznes atmosfērā attiecībā pret ūdeņraža koncentrāciju un salīdzinājumā ar Saules dzelzs koncentrācijas vērtību attiecībā pret ūdeņraža koncentrāciju nosaka, vai zvaigzne ir ar paaugstiātu dzelzs grupas elementu koncentrāciju, ar Saules (galvenās secības zvaigznēm raksturīgu) metāliskumu vai metālnabadzīga salīdzinājumā ar Sauli. Kodolsintēzes procesi evolūcijas gaitā dažāda metāliskuma AGB zvaigznēm ir atšķirīgi.

Oglekļa zvaigznēm ir paaugstināta oglekļa koncentrācija atmosfērā attiecībā pret dzelzs grupas elementu koncentrāciju salīdzinājumā ar Saules oglekļa koncentrācijas vērtību attiecībā pret dzelzs grupas elementu vidējo koncentrāciju. Lai spektroskopiski noteiktu oglekļa koncentrācijas vērtību tradicionāli tiek izmantotas molekulārās C₂ Svana un Filipisa sistēmas līnijas un CN sistēmas līnijas.

Termiski pulsējošās AGB (TP-AGB) fāzes laikā koncentrāciju C/O attiecība atmosfērā var pārsniegt vērtību 10 (Tsuji et al. 1991).

Oglekļa izotopu attiecības vērtība ir labs kodolsintēzes procesu indikators. Metālnabadzīgajām oglekļa zvaigznēm nav raskturīga augsta oglekļa izotopu vērtība. Tomēr mazas masas AGB zvaigznēs pēc dziļās sajaukšanās kopējais ¹²C apjoms, kas tiek uzneests atmosfērā AGB stadijas laikā, dod augstu ¹²C/¹³C vērtību (Bisterzo et al. 2011).

Magnija koncentrācija dod svarīgu informāciju kodolsintēzes α-procesa izpētei Galaktikā un liecina par zvaigžņu sākotnējo masas funkciju. Statistika liecina, ka lielākajai daļai CEMP zvaigžņu ir mēreni paaugstināta magnija koncentrācija, [Mg/Fe] ≅ +0.4 dex, un

nav konstatēta α -procesa elementu koncentrācijas $[\alpha/\text{Fe}]$ atkarība no zvaigznes metāliskuma $[\text{Fe}/\text{H}]$ (Allen et al. (2012) un atsauksmes šajā publikācijā).

S-procesā sintezētos elementus nosacīti iedala divās grupās: vieglie s-procesa (ls) elementi (piemēram, Sr, Y, Zr), kas atrodas maģiskā neitronu skaita 50 apkārtņē, un smagie s-procesa (hs) elementi (piemēram, Ba, La, Ce, Nd, Sm), kas atrodas maģiskā neitronu skaita 82 apkārtņē. Saskaņā ar Bisterzo et al. (2011) modeļiem, s-procesa elementu, kuri atrodas maģisko neitronu skaita tuvumā (50, 82, 126), koncentrācija ir ļoti atkarīga no “ ^{13}C -kabatas” modelī un zvaigznes sākuma masas un metāliskuma. Samazinot zvaigznes metāliskumu modelī, $[\text{ls}/\text{Fe}]$, $[\text{hs}/\text{Fe}]$ un $[\text{Pb}/\text{Fe}]$ palielināšanās nav lineāra un koncentrācijas var atrasties plašā diapazonā. Vieglo s-procesa elementu (Y, Sr) koncentrācijas palielināšanās mazas masas zvaigžņu modeļos ir neliela vai tā nav vispār.

2.1.1. Metālnabadzīgās oglekļa zvaigznes

Debess plaša redzeslauka spektroskopiskie apskati liecina, ka starp metālnabadzīgajām zvaigznēm ir ļoti daudz zvaigžņu ar paaugstinātu oglekļa koncentrāciju, $[\text{C}/\text{Fe}] > 1.0$ (Beers et al. 1992; Christlieb et al. 2001). Saskaņā ar Lucatello et al. (2005, 2006) pētījumu, vairāk kā 30 % zvaigžņu, kurām $[\text{Fe}/\text{H}] < -2.5$, ir paaugstināta oglekļa koncentrācija. Domājams, ka metālnabadzīgo oglekļa (*Carbon-Enhanced Metal-Poor – CEMP*) zvaigžņu ķīmisko elementu koncentrācija atspoguļo CNO un neitronu satveršanas procesa elementu rašanos agrīnajā Galaktikā. CEMP zvaigznes demonstrē ļoti dažādu ķīmisko elementu koncentrāciju sadalījumu. Lielākajai daļai CEMP zvaigžņu ir paaugstināta s-procesa elementu koncentrācija (Aoki et al. 2007) un tās tiek sauktas par CEMP-s zvaigznēm. Citu CEMP zvaigžņu atmosfērās ir izteikti paaugstināta r-procesa elementu koncentrācija (apzīmē CEMP-r), vai arī paaugstinātas ir abos s-/r-procesos sintezēto elementu koncentrācijas (apzīmē CEMP-r/s). CEMP-no klases zvaigznēm, neskatoties uz paaugstinātu oglekļa (bieži arī N un O) koncentrāciju attiecībā pret dzelzs koncentrāciju, neuzrāda paaugstinātu neitronu satveršanas procesa elementu koncentrāciju. Nesen ir atklātas arī CEMP zvaigznes ar paaugstinātu α -elementu koncentrāciju (Norris et al. 2001; Aoki et al. 2002; Depagne et al. 2002), kurām dots apzīmējums CEMP- α (Aoki et al. 2006).

Vispārīgi runājot, CEMP zvaigznes sniedz liecību par kodolsintēzi TP-AGB zvaigžņu evolūcijas stadijā un eksplozīvo kodolsintēzi agrīnajā Visumā, un sekojošu vielas sajaukšanās procesu vienuļā zvaigznē vai masas pārnesei dubultsistēmā (Masseron et al. 2010 un atsauces šajā rakstā). CEMP-s zvaigznēs ogleklis visticamāk ir sintezēts vidējas masas AGB

zvaigznēs, kas atrodas dubultzvaigžņu sistēmā, un pēc tam pārnesti uz pašreizējo CEMP zvaigzni. Pastāv viedoklis, ka visas līdz šim izpētītās CEMP-s zvaigznes ir vecas Galaktikas halo mazas masas ($M < 0.9 M_{\odot}$) zvaigznes, kas atrodas uz galvenās secības vai evolucionē uz sarkano milžu zaru (Bisterzo et al. 2011). Oglekļa izcelsme pārējās CEMP tipa zvaigznēs pagaidām vēl nav līdz galam izprasta.

CEMP zvaigznēm reti novēro augstu $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ izotopu koncentrācijas attiecību. CEMP-no tipa zvaigznēm $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ attiecība ir zema ($4 < ^{12}\text{C}/^{13}\text{C} < 10$), kas liecina, ka pagātnē ir notikusi intensīva vielas sajaukšanās (Sivarani et al. 2006; Aoki et al. 2007). Intensīva vielas sajaukšanās, kas izmaina oglekļa un slāpekļa koncentrāciju un samazina $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ attiecību, notiek evolūcijas stadijā uz sarkanā milžu zaru un tā tiek dēvēta par pirmo dziļo sajaukšanos (dredge-up). Tomēr ar to nepietiek, lai izskaidrotu zemu izotopu attiecību: $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} < 30$, kas ir novērota lielākajai CEMP-s un CEMP-r/s zvaigžņu daļai (Bisterzo et al. 2011 un atsauces šajā rakstā). Tiek uzskatīts, ka vielas sajaukšanās turpinās AGB evolūcijas stadijā. Lai izskaidrotu novērotās koncentrāciju vērtības vairumā CEMP-s un CEMP-r/s tipa zvaigžņu, modelī ir nepieciešams iekļaut papildus vielas sajaukšanos, kas iesniedzas līdz kodolsintēzes udeņraža slānim (skat. CBP; Bisterzo et al. 2011). Tikai četrām zvaigznēm: CS22880-074, CS30315-91, HE0507-1653 un HE1429-0551, relatīvā koncentrācija $[\text{C}/\text{Fe}]$ saskan ar AGB zvaigžņu modeļiem bez papildus sajaukšanās procesu iekļaušanas modelī. Pirmās divas zvaigznes uzrāda relatīvi augstu oglekļa izotopu attiecību: $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} > 40 - 60$. HD13826 ir izņēmums ar augstu oglekļa izotopu attiecību, $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 90 \pm 10$ (Kipper & Kipper 1990; Aoki & Tsuji 1997; Beers et al. 2007). Tsuji et al. (1991) un Kipper (1992) atklāja metālnabadzīgu zvaigzni HD112869 ar ekstremāli zemu ^{13}C izotopa koncentrāciju atmosfērā.

2.1.2. HD112869

HD112869 ir klasificēta kā R tipa oglekļa zvaigzne ar izteiktām CH līnijām spektrā (Keenan & Morgan 1941) un ļoti zemu dzelzs koncentrāciju atmosfērā, $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.9$ (Kipper 1992), kas atrodas augstu virs Galaktikas plaknes ($b = +79^{\circ}$). Bergeat et al. (2002) aprēķināja bolometrisko zvaigžņu lielumu: $M_{\text{bol}} = -3.35$ mag, kas labi saskan ar Eggen (1972) neatkarīgi novērtēto vērtību: $M_{\text{bol}} = -3.5$ mag. Zvaigznes attāluma noteikšana ar trigonometrisko metodi agrāk nebija iespējama, jo paralakses vērtība bija kļūdaina: $\pi = -1.26 \pm 1.28$ mas (van Leeuwen 2007). Jaunākā Gaia EDR3 paralakse 0.4779 ± 0.0256 mas dod attālumu, $d = 2092 \pm 112$ pc. HD 112869 efektīvā temperatūra $T_{\text{eff}} = 3715$ K tika noteikta pielietojot infrasarkanās starojuma plūsmas metodi (*IRFM*), kas salīdzina bolometriskās un infrasarkanās plūsmas attiecību fotometriskajā joslā L (Aoki & Tsuji 1997). Bergeat et al. (2001) aprēķinātā

temperatūra, izmantojot to paši metodi, ir nedaudz augstāka: $T_{\text{eff}} = 3870$ K. Tanaka et al. (2007) aprēķināja HD112869 efektīvo temperatūru: $T_{\text{eff}} = 4100$ K, salīdzinot zvaigznes spektra apgabalus tuvajā infrasarkanajā viļņu garuma diapazonā pie 1.35, 1.74 un 2.29 μm , kur molekulāro CO, CN un C₂ līniju absorbcija ir relatīvi zema, ar modeļu spektriem. Brīvās krišanas paātrinājums: $\log g = 0.4$ (cgs), tika noteikts izmantojot fundamentālo sakarību starp $\log g$, T_{eff} , zvaigžņu masu (M) un M_{bol} , pieņemot, ka HD112869 masa ir $1 M_{\odot}$ (Kipper 1992). Aoki & Tsuji (1997) spektru sintēzei izmantotas divas $\log g$ vērtības: 0.0 un 2.0 (cgs). Zvaigznes mikroturbulences ātrums (ζ_t) tika noteikts iteratīvi, salīdzinot molekulāro CN līniju profilus (Kipper 1992) un teorētiskās augšanas līknes (Aoki & Tsuji 1997), iegūstot vērtību robežās no 3 līdz 6 km s^{-1} . Ķīmisko elementu koncentrāciju vērtības HD112869 atmosfērā tika aprēķinātas, izmantojot augstas izšķirtspējas spektroskopijas metodes (Tsuji et al. 1991; Kipper 1992; Aoki & Tsuji 1997), taču iegūtie rezultāti ir pretrunīgi. HD112869 tika konstatēts pusregulārs (tips SRB) spožuma mainīgums ar amplitūdu fotometriskajā joslā $V \sim 0.5$ mag (Samus et al. 2009) un periodu ~ 105 dienas. Daži publicētie radiālā ātruma mērījumi (Yoss & Griffin 1997) liecina par ātruma izmaiņām diapazonā: $-132.6 \div -136.9$ km s^{-1} . HD112869 novērojumu interpretācijai literatūrā tiek piedāvāti divi modeļi: masas pārnese dubultzvaigžņu sistēmā tālā pagātnē no AGB stadijas zvaigznes uz HD112869 (Kipper 1992) vai vientuļas zvaigznes evolūcija, kura sasniegusi AGB stadiju (Tsuji et al. 1991; Aoki & Tsuji 1997). HD112869 un salīdzinājuma zvaigžņu literatūrā dotie raksturlielumi ir apkopoti 2.1. tabulā.

2.1. tabula. HD112869 un salīdzinājuma zvaigžņu raksturlielumi

HD	Name	Sp. Type	M_{bol}	T_{eff}	[Fe/H]	C/O	$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	[s/Fe] ^a	[hs/ls] ^b	Ref
112869	TT CVn	C 4.5 CH	-3.35	3700	-2.9	1.07	50-90	+2.5	+0.8	1
				3700	≈ -2.0	6.3	≥ 500	2
25408	UV Cam	C 5,3 CH	-4.85	3000	-0.82	1.20	5	+1.2	+0.7	3
			-8.70	3350	+0.2 ^c	...	4	+0.09 ^d	...	4
92055	U Hya	C 6,3	-4.0	2825	-0.05	1.05	35	+1.0	0.0	5

Piezīmes: ^{a)} s = <ls+hs>; ^{b)} hs = <Ba, La, Ce, Nd, Sm>, ls = <Sr, Y, Zr>; ^{c)} vidējais metāliskums: [M/H]; ^{d)} [s/M].

Atsauces: (1) Kipper (1992); (2) Aoki & Tsuji (1997); (3) Kipper et al. (1996); (4) Abia & Isern (2000); (4) Abia et al. (2002)

2.1. Protoplanetārie miglāji

Protoplanetārais miglājs ir komplicēts un strauji evolucionējošs objekts, kas veidojas nelielas masas zvaigznei pārejot no AGB uz PN stadiju. PPN ir vidējas masas zvaigžņu ($1-8 M_{\odot}$) dzīves cikla pēdējā fāze, kuru raksturo liela zvaigznes starjauka un kodolsintēze kā galvenais enerģijas avots. PPN fāzē centrālās zvaigznes efektīvā temperatūra ūdeņraža slāņa degšanas rezultātā turpina pieaugt no 5000 K līdz 30000 K (Kwok 1993). Tomēr zvaigznes temperatūra joprojām ir pārāk zema, lai jonizētu CSE, kurš veidojies iepriekšējā AGB evolūcijas stadijā. PPN intensīvi staro infrasarkanajā diapazonā.

2.2.1. IRAS22272+5435

IRAS22272+5435 ir post-AGB zvaigzne un viens no PPN prototipiem, kurš optiskajā diapazonā ir identificēts kā spožs G5 spektra tipa pārmilzis ar ķīmiskā sastāva anomālijām spektrā (Hrivnak & Kwok 1991). Zvaigzni aptver gāzes un putekļu apvalks, kas apstiprina masas zaudēšanu AGB stadijā. IRAS22272+5435 morfoloģija ir pētīta dažādos viļņa garuma diapazonos. Vidējā infrasarkanajā diapazonā, kur attēla izšķirtspēja ir vismaz viena loka sekunde, ir redzams iegarens kodols, kuru skaidro ar putekļu toroīdu vai disku ap zvaigzni (Meixner et al. 1997; Dayal et al. 1998; Ueta et al. 2001). Habla teleskopa augstas izšķirtspējas attēlos optiskajā diapazonā ir redzams atstarojošs miglājs, kas orientēts perpendikulāri infrasarkanajos attēlos redzamajam iegarenajam kodolam (Ueta et al. 2000). IRAS22272+5435 putekļu starojuma modelēšana liecina, ka PPN sastāv no centrālās zvaigznes, kuru aptver divi atsevišķi putekļu apvalki. Viens no tiem veidojies zvaigznei zaudējot masu AGB stadijā, bet iekšējais apvalks - post-AGB stadijā (Ueta et al. 2001). Abu apvalku izplešanās ātruma analīze liecina, ka AGB stadiju IRAS22272+5435 ir noslēgusi pirms ~380 gadiem pēc ļoti intensīvas masas zaudēšanas epizodes. Post-AGB stadijā pirms apmēram 10 gadiem ir notikusi vēl viena masas zaudēšanas epizode (Ueta et al. 2001). Novērojumi tuvajā infrasarkanajā diapazonā apstiprina pēkšņo masas zaudēšanu post-AGB stadijā (Hrivnak et al. 1994). Nakashima et al (2012) modelēja IRAS 22272+5435 CO (2-1) līnijas emisiju ar toru ar iekšējos/ārējo rādiusu attiecīgi 0.4" un 1".0, kurš izplešas ar konstantu radiālo ātrumu 7.5 km s^{-1} un sfēru, kas atspoguļo AGB vēju ar ārējo rādiusu 2".5 un maksimālos izplešanās ātrumu 10.5 km s^{-1} . Bez tam, viņi pamanīja starojošu apgabalu, kas simetrisks attiecībā pret PPN asi, un varētu būt veidojies vielas strūklai mijiedarbojoties ar senāku apvalku.

IRAS22272+5435 ir viens no aukstākajiem un jaunākajiem PPN ar paaugstinātu oglekļa un smago s-procesa elementu koncentrāciju atmosfērā, kuri sintezēti iepriekšējās AGB evolūcijas stadijas laikā (Hrivnak & Kwok 1991; Začs et al. 1995, 1999; Reddy et al., 2002). IRAS22272+5435 demonstrē komplicētu pusregulāru spožuma mainīgumu ar maksimālo amplitūdu $\Delta V \sim 0.5$ mag un vairākiem pulsāciju periodiem (Hrivnak et al. 2013). Dominējošais periods ir apmēram 132 dienas un tas tika konstatēts gan zvaigznes spožuma un krāsas, gan radiālā ātruma izmaiņās. Oglekļa koncentrācija IRAS22272+5435 atmosfērā ir paaugstināta, tomēr temperatūra zvaigznes fotosfērā ir pārāk augsta, lai spektrā formētos intensīvas molekulu līnijas. Neskatoties uz to, Hrivnak & Kwok (1991), izmantojot zemas izšķirtspējas spektrus, identificēja intensīvas C_2 un C_3 molekulu absorbcijas līnijas viļņu garumos $\lambda\lambda$ 4737, 5165 un 4050 Å. Začs et al. (1995) augstas izšķirtspējas spektrā apstiprināja intensīvas C_2 Svana (0, 0) sistēmas līniju klātbūtni ar IRAS22272+5435 fotosfērai raksturīgo radiālo ātrumu. Literatūrā netiek diskutēta molekulāro līniju formēšanās vieta. Nav skaidrs, vai IRAS22272+5435 spektra anomālijas ir saistītas ar atmosfēru vai apzvaigznes vidi. 1994. gada jūlijā un augustā Bakker et al. (1997) ieguva vairākus augstas izšķirtspējas spektrus viļņu garumu diapazonā no ~ 4000 līdz 10000 Å un identificēja spektros C_2 Svana (0, 0), (1, 0) sistēmas, C_2 Filipa (1, 0), (2, 0), (3, 0) sistēmas un CN Sarkanās (1, 0), (2, 0), (3, 0), (4, 0) sistēmas absorbcijas līnijas. Līnijas bija šauras, FWHM ~ 6.0 km s⁻¹, un nobīdītas uz īsviļņu pusi par $8.7 \div 9.1 \pm 2.0$ km s⁻¹ attiecībā pret masas centru, kas viņuprāt pārvietojas ar ātrumu $RV_{\text{sys}}^{\circ} = -43.1$ km s⁻¹. Viņi secināja, ka molekulāro līniju veidošanās vieta ir retināts CSE, kas veidojies AGB evolūcijas laikā (Bakker et al. 1997). Raksta autori spektrā identificē arī platākas CN Sarkanās sistēmas līnijas, kuras formējas blīvākā vidē zvaigznes fotosfērā. Reddy et al. (2002) IRAS22272+5435 augstas izšķirtspējas spektrā identificē C_2 (2, 0) Filipa sistēmas apzvaigznes līnijas pie λ 8770 Å un izmēra līniju formēšanās apgabala izplešanās ātrumu, $v_{\text{exp}} = 6.3 \pm 0.3$ km s⁻¹, attiecībā pret masas centra ātrumu, $RV_{\text{sys}}^{\circ} = -41.0$ km s⁻¹. Reddy et al. (2002) spektrā neatrada fotosfēras izcelsmes CN un C_2 līnijas un secināja, ka IRAS22272+5435 fotosfērā ir pārāk karsta, lai līnijas spektrā pārsniegtu trokšņu līmeni. Reddy et al. (2002) rakstā netiek apspriesta fotosfēras līniju identifikācija Bakker et al. (1997) rakstā un uzskata, ka apzvaigznes molekulārās līnijas IRAS22272+5435 spektrā tiek identificētas pirmo reizi (Reddy et al. 2002). Začs et al. (2009) laika periodā no 2002. gada novembra līdz 2008. gada februārim iegūst četrus IRAS22272+5435 augstas izšķirtspējas spektrus un identificē tajos šauras C_2 Filipa sistēmas un CN Sarkanās sistēmas apzvaigznes izcelsmes līnijas. Tiek izmērīts līniju veidošanās apgabala izplešanās ātrums attiecībā pret masas centru, $RV_{\text{sys}}^{\circ} = -40.2$ km s⁻¹, izmantojot C_2 Filipa sistēmas līnijas: $v_{\text{exp}} = 8.4 \pm 0.5$ km s⁻¹. Vienlaicīgi spektros tiek novērotas arī platas laikā mainīgas C_2 (0, 1) Svana sistēmas un

CN (5, 1) Sarkanās sistēmas līnijas. To pozīcijas ir nobīdītas uz īsviļņu pusi par $\sim 10 \div 25 \text{ km s}^{-1}$ attiecībā pret zvaigznes masas centru. Šo plato molekulāro līniju formēšanās vieta hipotētiski varētu būt atdzisusi gāzes plūsma virs zvaigznes fotosfēras. Izmantojot C_2 Filipsa sistēmas līnijas IRAS22272+5435 spektrā, Schmidt et al. (2013) salīdzināja apzvaigznes vides izplešanās ātrumu 2002. gada novembra spektrā (Začs et al. 2009) un 1994.gada spektrā (Bakker et al. 1997) un konstatēja statistiski nozīmīgu starpību $\sim 3 \text{ km s}^{-1}$. Salīdzinot C_2 Filipsa sistēmas līnijām tika konstatētas intensitātes atšķirības EW līdz pat 50 %, ko nevar izskaidrot ar mērījumu kļūdām. Augstāk aprakstītie novērojumi motivēja mums veikt rūpīgu IRAS22272+5435 spektra izpēti laikā.

3. NOVĒROJUMI, DATU APSTRĀDES UN ANALĪZES METODES

3.1. Novērojumi un datu apstrāde

Darbā izmantotie augstas izšķirtspējas spektri tika iegūti ar kudē ešellē spektrogrāfu MAESTRO (*MA*trix *E*chelle *Sp*ec*TRO*graph) ar izšķirtspēju $R \sim 45\,000$, kas uzstādīts uz 2 m teleskopa Terskolas augstkalnu observatorijā Elbrusa pakājē 3100 m virs jūras līmeņa. Spektrogrāfs ir aprīkots ar CCD detektoru.

Visu darbā izmantoto spektru redukcija tika veikta ar programmatūru DECH95 un DECH20T [G. Galazutdinov; <http://www.gazinur.com/Spectra-Processing.html>]. Zvaigžņu spektru 2D attēlu transformācija 1D vektoru formā tika veikta ar attēlu apstrādes programmatūru DECH95, sekojot standarta procedūrai:

- CCD uztvērēja kalibrācijas attēlu (*bias*; CCD tumsas attēls ar ekspozīcijas laiku 0 s) vidējošana;
- Vidējotā CCD kalibrācijas uzņēmumu atņemšana no zvaigžņu un kalibrācijas (debess, Th–Ar lampas un karstas, ātri rotējošas zvaigznes) spektru attēliem – ar mērķi noņemt matricas defektus un jutīgumu;
- Vidējoti citi kalibrācijas (debess, lampas) attēli;
- Izveidota maska, izmantojot debess un/vai Th–Ar lampas spektru attēlus;
- Spektru attīrīšana no kosmisko daļiņu defektiem, izmantojot 2 viena objekta ekspozīcijas;
- Izmantojot masku, pāreja no 2D spektru attēliem uz 1D spektru formātu.

Tālākā spektru apstrāde tika veikta izmantojot DECH20T programmatūru ar kuras palīdzību tika apstrādāti un analizēti 1D formāta spektri. Lai pabeigtu vektoru spektru kalibrācijas procesu, bija nepieciešams veikt šādas darbības:

- Manuāla atlikušo kosmisko daļiņu izraisītā signāla noņemšana 1D spektros;
- Viļņa garuma kalibrācija, izmantojot debess un Th–Ar lampas spektrus (dispersijas līknes izveide);
- Telūrisko absorbcijas līniju identifikācija, izmantojot karstas un ātri rotējošas zvaigznes spektru;
- Spektru normēšana uz nepārtraukto spektru;
- Radiālo ātrumu noteikšana un heliocentriskās korekcijas aprēķini.

HD112869. Zvaigznes HD112869 spektrs diapazonā $\lambda\lambda$ 3600 – 9300 Å tika uzņemts 2013. gada 8. martā ar ekspozīcijas laiku 7200 s un S/N attiecību H_α tuvumā ~ 80 . Divu salīdzinājuma zvaigžņu spektri ir iegūti no MAESTRO spektru arhīva; Tie ir uzņemti 2001. gada janvārī (HD92055) un 2003. gada februārī (HD25408).

HD116869 radiālo ātrumu monitorings tika uzsākts 2006. gadā, izmantojot CORAVEL (*CORrrelation RAdial VELocity*) spektrometru, kas pievienots Viļņas Universitātes Molētas Observatorijas 1.65 m teleskopam. CORAVEL spektrometra (Ungren et al. 2002) darbības princips ir balstīts uz fotoelektrisko radiālā ātruma skenēšanas metodi, ko izstrādāja R.F. Grifins (Griffin (1967)). Spektrometrs skenē zvaigznes spektru attiecībā pret spektra masku un nosaka spektra līniju nobīdi attiecībā pret pozīcijām maskā. Astoņu gadu laikā tika iegūti 97 radiālā ātruma mērījumi. Viena mērījuma standarta novirze vēlo evolūcijas stadiju zvaigznēm, kas ir spožākas par 11. zvaigžņu lielumu, parasti ir mazāka par 0.8 km s^{-1} . Radiālo ātrumu vērtības tika standartizētas, izmantojot Starptautiskās Astronomijas savienības (*International Astronomical Union*) radiālo ātrumu standarta zvaigžņu mērījumus (Udry et al. 1999). Iegūtie radiālā ātruma rezultāti ir tuvi Nidever et al. (2002) un Marcy & Benitz (1989) mērījumiem. Tika konstatēts, ka nulles punkta atšķirība F-G-K tipa zvaigznēm ir ne lielāka par 0.14 km s^{-1} , bet M-tipa zvaigznēm - 0.4 km s^{-1} un vidējā kvadrātiskā novirze ir attiecīgi 0.5 un 0.8 km s^{-1} .

HD112869 fotometriskie novērojumi platjoslas BVR_C sistēmā no 2013. gada februāra līdz 2014. gada jūnijam tika veikti Molētas Observatorijā, izmantojot dubultteleskopu. Šī sistēma sastāv no diviem 63 cm un 25 cm teleskopiem, kas vienlaicīgi veic pētāmās un salīdzinājuma zvaigznes novērojumus, un tie abi ir aprīkoti ar identiskiem fotoelektriskiem fotometriem, kas pieslēgti vienai datu iegūšanas sistēmai. Signāla reģistrēšanas efektivitāte abiem teleskopiem tiek regulāri pārbaudīta, veicot vienas un tās pašas zvaigznes mērījumus. Salīdzinājuma zvaigznes HD114036 un HD114357 tika izvēlētas tā, lai tās novērojumu naktī neatrastos tālāk par 2° no HD112869 un būtu pietiekami spožas, lai varētu reģistrēt ar 25 cm teleskopu. Vienlaicīgi veiktie mērījumi un salīdzinājuma zvaigžņu tuvā atrašanās minimizē atmosfēras caurlaidības mainīguma ietekmi uz rezultātu. 12 standarta F-G-K tipa zvaigznes tika novērotas pie atšķirīgām gaisa masām, lai noteiktu atmosfēras ekstinkciju un reducētu diferenciālās fotometrijas rezultātus standarta skalā. Standartizētie salīdzinājuma zvaigžņu BVR_C fotometrijas rezultāti ir doti 3.1. tabulā. Tabulas apakšējā rindā ir dota kopējā katra zvaigžņu lieluma kļūda, ņemot vērā gan mērījuma kļūdu, gan transformācijas nenoteiktību. Šīs zvaigznes nākotnē varēs ieamantot kā salīdzinājuma zvaigznes HD112869 fotometriskajam monitoringam.

3.1. tabula. Fotometrisko salīdzinājuma zvaigžņu spožumi un mērījumu kļūdas

Star	Sp. Type	<i>B</i> (mag)	<i>V</i> (mag)	<i>R_C</i> (mag)
HD 114036	G8 V	9.010	8.153	7.587
HD 114357	K2 III	7.247	6.014	5.270
Error	...	0.018	0.015	0.024

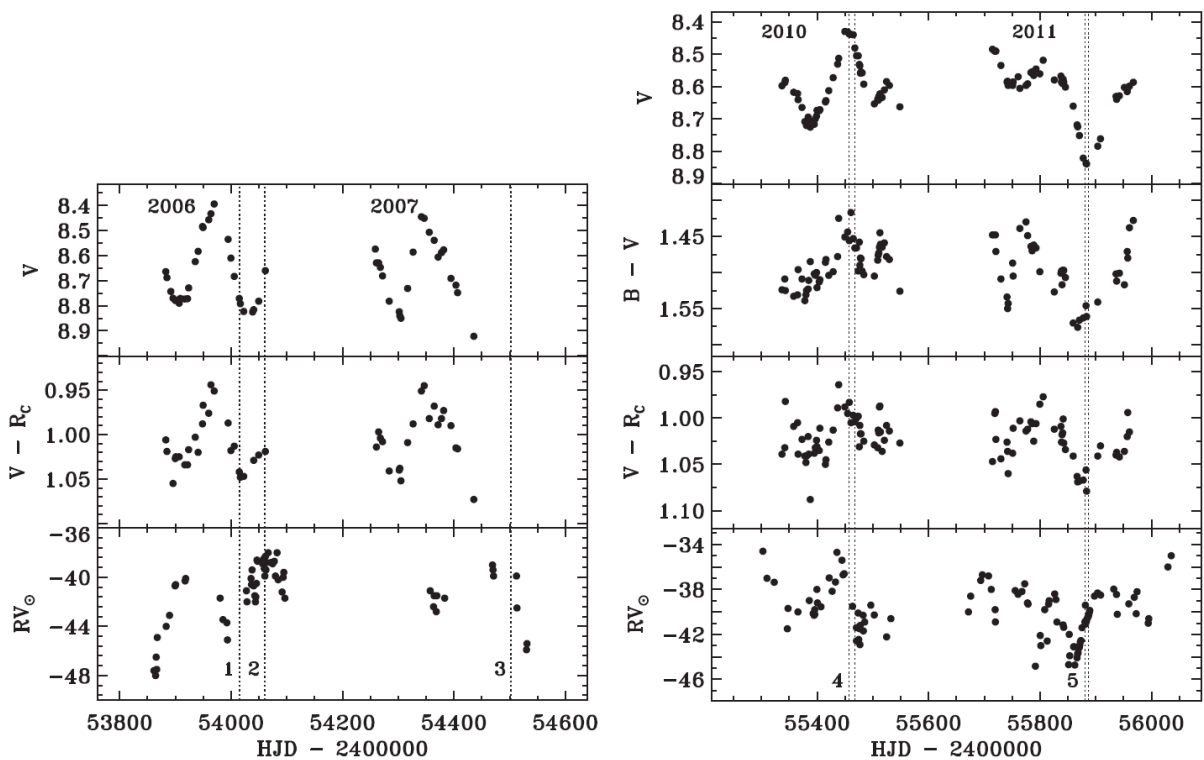
IRAS22272+5435. Laika periodā no 2002. gada novembra līdz 2008. gada februārim tika uzņemti četri IRAS22272+5435 spektri. 2010. gada septembrī un 2011. gada novembrī tika iegūtas divas lielākas spektru sērijas: septembrī 12 dienu laikā tika uzņemti 7 spektri, bet novembrī – 6 spektri 8 dienu laikā. Iegūtie IRAS22272+5435 spektri ir viļņu garumu diapazonā no $\sim 4000 \div 9700 \text{ \AA}$ un $S/N \approx 100$ NaI D tuvumā. Novērojumu žurnāls ir dots 3.2. tabulā. Katra spektra laika momentam atbilstošā zvaigznes pulsāciju fāze tika aprēķināta dominējošajam 132 dienu pulsāciju periodam, pieņemot, ka fāze 0.0 ir zvaigznes spožuma minimumā. Augstas izšķirtspējas spektru novērojumi uz laika ass attiecībā pret IRAS22272+5435 spožuma, krāsas un radiālā ātruma līknēm ir doti 3.1. attēlā.

3.2. tabula. IRAS22272+5435 augstas izšķirtspējas spektroskopisko novērojumu žurnāls, kurā dots novērošanas laiks, ekspozīcijas garums un pulsāciju fāze

Time yy/mm/dd	HJD (-2,450,000)	Exp (minutes)	Phase ^a
2002 Nov 18	2597.3	120	0.5 ^b
2006 Oct 6	4015.4	90	0.9
2006 Nov 20	4060.3	80	0.2
2008 Feb 5	4502.2	120	0.5 ^b
2010 Sep 17	5456.5	90	0.5
2010 Sep 20	5459.5	90	0.5
2010 Sep 21	5460.5	120	0.5
2010 Sep 22	5461.5	90	0.5
2010 Sep 25	5464.5	90	0.5
2010 Sep 27	5466.5	90	0.5
2010 Sep 28	5467.5	120	0.5
2011 Nov 14	5880.4	90	0.0
2011 Nov 15	5881.3	90	0.0
2011 Nov 18	5884.3	90	0.0
2011 Nov 19	5885.4	90	0.0
2011 Nov 20	5886.3	120	0.0
2011 Nov 21	5887.4	120	0.0

Piezīmes: ^{a)} Pulsāciju fāze tika aprēķināta izmantojot fotometriju un pieņemot, ka 0.0 ir tuvākajā spožuma minimā ($P = 132$ dienas).

^{b)} Divos laika intervālos, kuros nav veikta fotometrija, pulsāciju fāze tika aprēķināta izmantojot sinusoīdu ar $P = 132$ dienas



3.1. attēls. IRAS22272+5435 spožuma V , krāsas ($B-V$), ($V-R_c$) un radiālā ātruma RV_{\odot} izmaiņas laika intervālā no 2006. – 2007. gadam un no 2010. – 2011. gadam saskaņā ar Hrivnak et al. (2013). Līdz 2008. gadam nav veikti fotometriskie novērojumi B joslā. Laika momenti, kuros tika iegūti augstas izšķirtspējas spektri, ir atzīmēti ar vertikālām raustītām līnijām: 2006. gada oktobrī (1 spektrs), 2006. gada novembrī (2 spektri), 2008. gada februārī (3 spektri), 2010. gada septembrī (7 spektri) un 2011. gada novembrī (5 spektri).

Absorbcijas līniju ekvivalentie platumi tika mērīti aproksimējot katras izvēlētās līnijas profilu ar Gausa profilu. Radiālie ātrumi tika mērīti izmantojot DECH20T standarta procedūru: katras izvēlētās līnijas tiešais un spoguļprofils tika korelēti, lai precīzi atrastu līnijas centru un izmērītu līnijas centra nobīdi attiecībā pret laboratorijas viļņa garumu. Mērījumi tika veikti līniju izlasei un radiālais ātrums tika aprēķināts pēc Doplera formulas vidējai aritmētiskai viļņu garumu nobīdei, aprēķinot arī standarta novirzi, kas raksturo gadījuma kļūdu. Transformācija uz heliocentrisko koordinātu sistēmu (heliocentriskā korekcija) tika aprēķināta, izmantojot DECH20T standarta procedūru. Radiālie ātrumi attiecībā pret zvaigznes masas centru (sistēmas radiālo ātrumu) tika aprēķināti izmantojot IRAS 22272+5435 sistēmas heliocentrisko radiālo ātrumu: $RV_{\text{sys}}^{\odot} = -40.8 \text{ km s}^{-1}$ (Hrivnak et al. 2013), kas ir tuvs vērtībai, kas iegūta mērot CO emisijas līnijas apzvaigznes apvalkā, $RV_{\text{sys}}^{\odot} = -40.2 \text{ km s}^{-1}$ (Hrivnak & Bieging 2005). Radiālā ātrumu mērījumu sistemātiskās kļūdas tika novērtētas, izmantojot spektrā identificēto telūrisko līniju viļņa garuma mērījumus. Vāju un vidēji intensīvu simetrisku līniju gadījumā standarta novirze ir apmēram 0.5 km s^{-1} , bet sistemātiskās kļūdas nepārsniedz 1 km s^{-1} . IRAS22272+5435 fotosfēras radiālais ātrums instrumentālajā koordinātu sistēmā, heliocentriskā korekcija (v_a), fotosfēras

radiālālai ātrums heliocentriskajā koordinātu sistēmā un radiālais ātrums attiecībā pret masas centru ir doti 3.3. tabulā.

3.3. tabula. IRAS22272+5435 radiālā ātruma mērījumi, izmantojot nelielas intensitātes atomārās līnijas augstas izšķirtspējas spektros. Tabulā ir dots novērošanas laiki, fotosfēras instrumentālie radiālie ātrumi, heliocentriskās korekcijas, fotosfēras heliocentriskie radiālie ātrumi un radiālie ātrumi attiecībā pret sistēmas masas centru

Time	RV (km s^{-1})	V_a	RV_{\odot}	RV_{sys}
18.11.02	-33.1	-11.54	-44.6	-29.3
6.10.06	-42.5	-0.57	-43.1	-40.2
20.11.06	-25.1	-11.99	-37.1	-28.8
5.02.08	-25.7	-14.04	-39.7	-26.8
22.09.10	-45.8	+3.47	-43.1	-44.3
18.11.11	-28.6	-11.53	-40.1	-29.3

3.2. Atmosfēras modeļu metode

Datorprogrammu ATLAS modeļu atmosfēru aprēķināšanai 1970. gadā prezentēja Roberts Kuručs (*Robert Kurucz*), izmantojot lokālā termodinamiskā līdzsvara un hidrostatikas pieņēmumu un plakanparalēlās atmosfēras tuvinājumu (skat. apakšā). Laika gaitā ir veikti vairāki uzlabojumi, un šobrīd ATLAS vairākās versijās ir pieejams lietotājiem visā pasaulē.

Ierosinātā un jonizētā gāze tiek aprakstīta ar termodinamisko līdzsvaru un absolūti melnā ķermeņa avota funkciju. Termodinamiskais līdzsvars tiek attiecināts uz relatīvi nelieliem modeļa fotosfēras tilpumiem, kuru lielums ir salīdzināms ar optiskā dziļuma kārtu. Tādēļ arī tika ieviests nosaukums LTE. Fotosfēru var raksturot ar vienu temperatūru katrā dziļumā. Ierosināšanas, jonizācijas, avota funkcijas un termālā ātruma sadalījumi punkta apkārtnē var tikt aprakstīti ar šo konkrēto temperatūru. Virzoties uz āru caur fotosfēru katrā nākamajā tilpumā ir zemāka temperatūra, tāpēc LTE gadījumā, tā kā avota funkcijas tabulācija mainās atkarībā no dziļuma, ir pieņemts to aizstāt ar temperatūras tabulāciju. Tādā gadījumā modeļa pamatā ir temperatūra un spiediens kā funkcija no optiskā dziļuma. (Gray, 2005)

Vispārējs vienkāršojuma pieņēmums ir, ka atmosfēra ir plakanparalēla, kas nozīmē, ka fizikālie parametri ir atkarīgi tikai no vienas telpas koordinātes: vertikālā dziļuma (tas ir pieņēmums, ka mēs redzam zvaigznes atmosfēru, ignorējot izliekuma sadalījuma gar limbu). Ja zvaigznes fotosfēra ir relatīvi bieža salīdzinājumā ar tās diametru, šī nav laba aproksimācija, un sfēriskas atmosfēras pieņēmums ir daudz atbilstošāks. (Gray, 2005)

Hidrostatikas pieņēmums nozīmē, ka zvaigznes struktūrā relatīvi īsā laika momentā, piemēram, novērojuma brīdī, nenotiek radikālas pārmaiņas kā liela izmēra pulsācijas, plūsmas vai masas zudumi. (Gray, 2005)

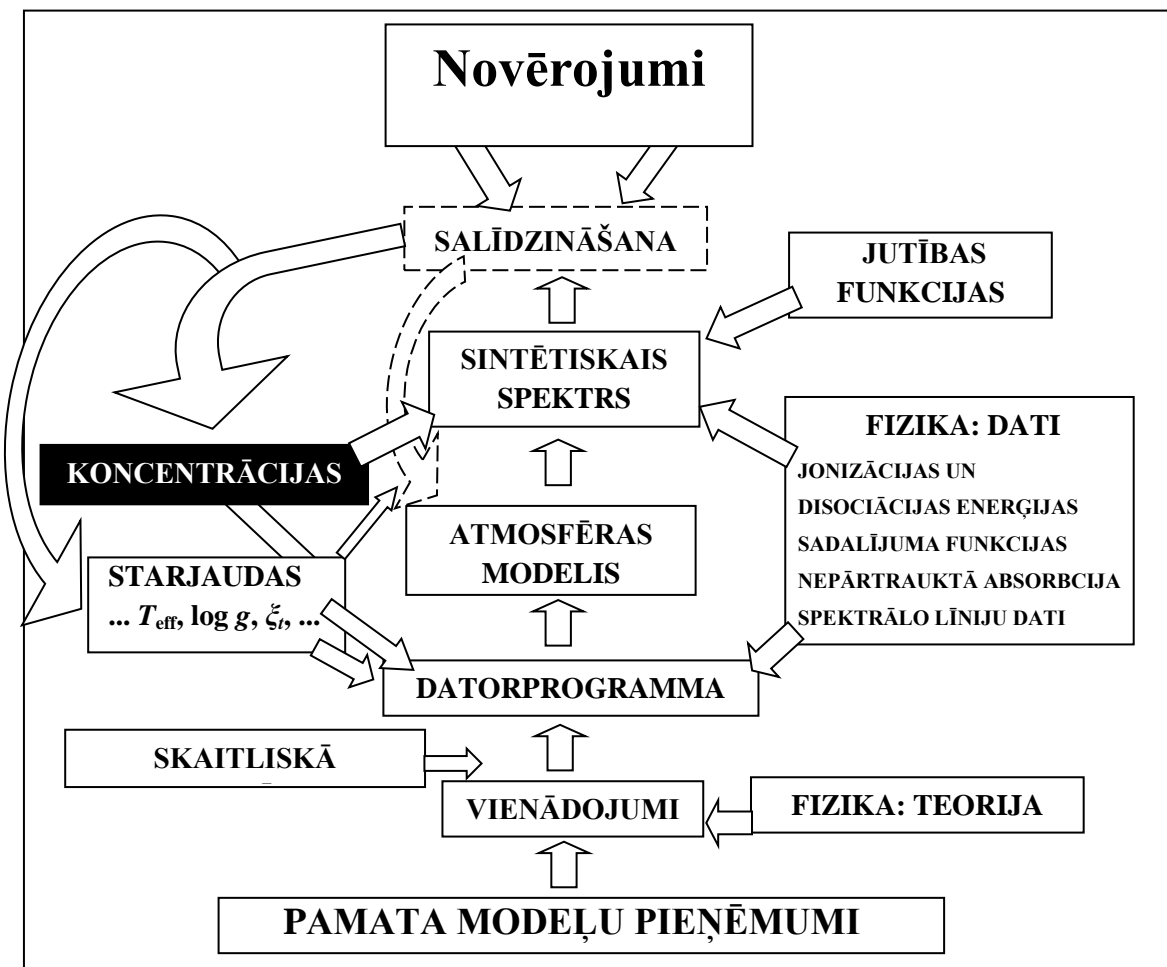
Konvektīvās kustības atmosfērā tiek aprakstītas ar sajaukšanās dziļuma teoriju, kas tiek modelēta kā gāzes porcijas pacelšanās un sadalīšanās. Lai aprakstītu neliela izmēra efektus konvekcijas kustībā, bieži izmanto parametru, ko sauc par mikroturbulenci. Mikroturbulence atbilst atomu vai molekulu kustībām, kas mazākas par fotona brīvā ceļa garumu. (Gray, 2005)

3.3. Zvaigžņu sintētisko spektru aprēķini

Lai aprēķinātu zvaigznes sintētisko spektru ar kādu no standarta datorprogrammām, jāizvēlas atbilstošais atmosfēras modelis un jāuzdod pētāmās zvaigznes atmosfēras parametri (efektīvā temperatūra, brīvās krišanas paātrinājums, mikroturbulences ātrums) un ķīmiskais sastāvs. Daudzos gadījumos ir iespējams piemeklēt vajadzīgo modeli datu bāzē, tomēr ķīmiskā sastāva anomāliju gadījumā dažreiz nepieciešams aprēķināt jaunu specifisku modeli. Spektru kvantitatīvai analīzei nepieciešami augstas precizitātes atomāro un molekulāro līniju dati, piemēram, viļņu garumi, ierosināšanas enerģijas un oscilatoru stiprumi, kuri elektroniskā formātā pieejami datu bāzēs un informācijas nesējos. Ievadot atmosfēras parametrus un absorbcijas līnijas datus programmā, kas modelē zvaigznes spektru, iespējams iegūt sintētisko spektru un salīdzināt to ar novērojumiem. Variējot modeļa ķīmisko sastāvu, iteratīvi tiek noteiktas elementu koncentrācijas (3.2. attēls).

Šajā darbā tika izmantoti gan standarta atmosfēras modeļi, gan modificēti modeļi, kuri tika aprēķināti ar datorprogrammu SAM12 (Pavlenko 2003), kas ir datorprogrammas ATLAS12 (Kurucz 2005) modifikācija, lai uzlabotu pekulāra ķīmiskā sastāva sarkano milžu atmosfēru modelēšanu:

- Nepārtrauktā spektra absorbcijas avotiem ir pievienota C I, N I un O I atomu saistītā-brīvā absorbcija (skat. Pavlenko & Zhukovska 2003);
- Ņemta vērā molekulu kompleksu He-H₂ un H₂-H₂ sadursmju izraisītā absorbcija, kas ir īpaši svarīgi metālnabadzīgo zvaigžņu atmosfērās (Borysow et al. 1997).



3.2. attēls. Atmosfēru modeļu metodes shēma saskaņā ar B. Gustafsson

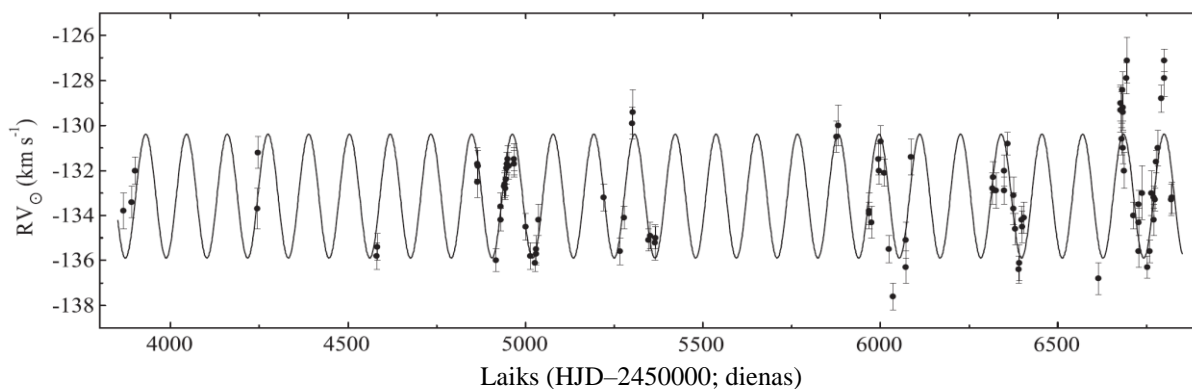
Datorprogrammā SAM12 molekulu un atomu absorbcija tiek ņemta vērā izmantojot absorbcijas koeficienta šablona metodi (Snedden et al. 1976). Izmantotais spektra līniju saraksts sastāv no VALD datu bāzes atomu līnijām (Piskunov et al. 1995; Kupka et al. 1999) un CN, C₂, CO, SiH, MgH, NH un OH molekulārajām līnijām no Kuruča datubāzes (Kurucz 1993). Papildus ir ņemta vērā arī HCN joslu absorbcija (Harris et al. 2003, 2006) un izomēru HCN un NHC absorbcija.

Zvaigžņu sintētiskie spektri tika aprēķināti ar datorprogrammu WITA (Pavlenko 1997), spektra konvolūciju veicot ar Gausa profilu ar $\text{FWHM} = 0.20 \div 0.30 \text{ \AA}$, atkarībā no viļņa garuma. Kontinuma absorbcijas koeficienta avotu dati ir tie paši, kas tika izmantoti atmosfēras modeļu aprēķinos: atomāro līniju dati no VALD datu bāzes, bet molekulārajām līnijām no Kuruča datubāzes (Kurucz 1993) un SCAN lentas (Jørgensen & Larsson 1990).

4. HD112869 PĒTĪJUMU REZULTĀTI

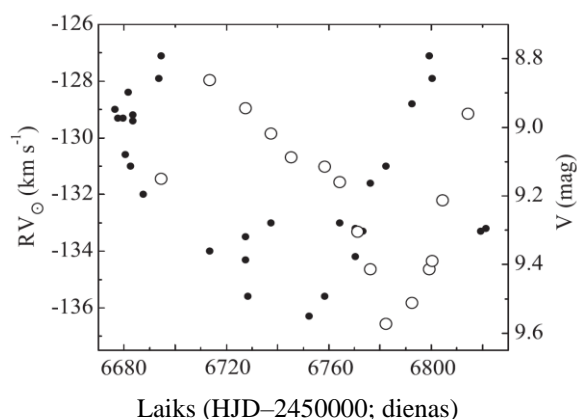
4.1. Radiālie ātrumi

HD112869 radiālā ātruma mērījumi, izmantojot CORAVEL spektrometru, un atbilstošās novērojumu kļūdas ir dotas 4.1. tabulā un grafiski attēloti 4.1. attēlā.



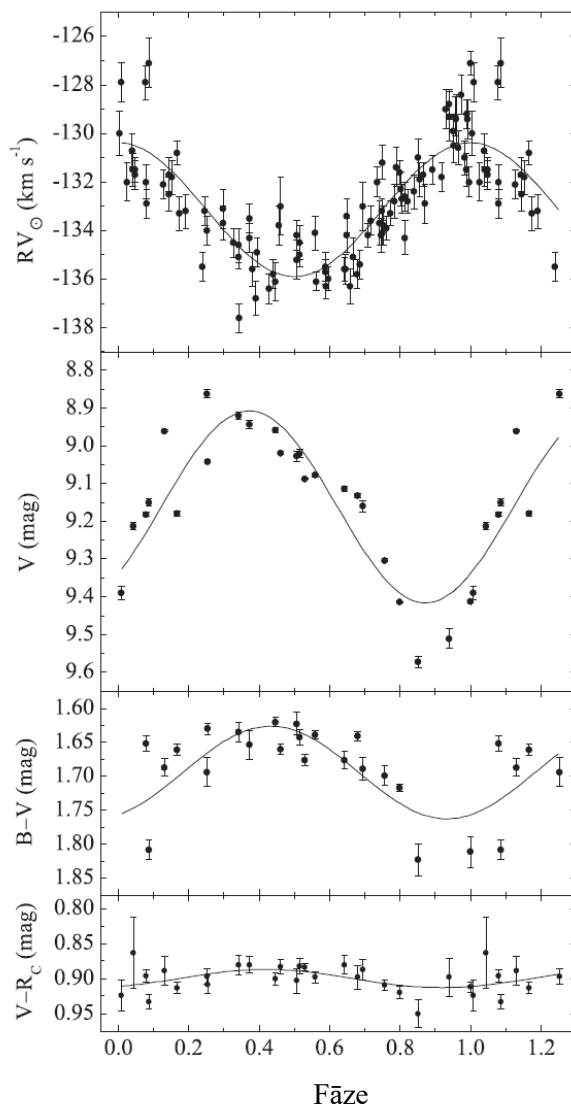
4.1. attēls. HD112869 radiālā ātruma mērījumi ar CORAVEL spektrometru (melni apli), kas apstiprina zvaigznes pusregulāru mainīguma tipu. Novērojumus vislabāk aproksimē sinusoīda ar periodu $P = 114.9$ dienas un amplitūdu $A = 2.8 \text{ km s}^{-1}$.

4.1. attēlā redzams, ka radiālā ātruma izmaiņu amplitūda sasniedz apmēram 10 km s^{-1} . Radiālā ātruma mērījumu rindas (97 mērījumi) periodiskuma analīze uzrāda statistiski nozīmīgu mainīguma periodu $P = 114.9$ dienas. Tomēr mainīguma raksturs katram ciklam atšķiras. Laika posmā no HJD 2454850–2455050 mainīgums ir gandrīz regulārs, un sinusoīda ļoti labi apraksta novērojumus. Šāda tipa mainīgums ir raksturīgs dubultzvaigznēm. Tomēr turpmākie radiālā ātruma mērījumi rāda daudz lielāku izkliedi, kas ievērojami atšķiras no sinusoīdas (skat. 4.1. un 4.2. attēlu).



4.2. attēls. HD112869 radiālā ātruma (pildītie apli) un spožuma spožuma izmaiņas V joslā (tukšie apli), kas liecina par zvaigznes pulsācijām kā mainīguma cēloni.

4.1. attēlā redzams, ka radiālā ātrumu ekstrēmu tuvumā radiālo ātrumu izkliede dažreiz ievērojami pārsniedz mērījumu kļūdu. Iespējams, ka izkliede atspoguļo kādus dinamiskus procesus zvaigznes atmosfērā un/vai tās apvalkā. 4.3. attēla augšējā daļā doti visi radiālā ātruma mērījumi atkarībā no zvaigznes mainīguma fāzes ($P = 114.9$ dienas). Mēs secinājām, ka HD112869 ir pulsējoša zvaigzne ar dominējošu pulsāciju periodu apmēram 115 dienas un mainīguma raksturu, kas tipiski mazas masas vēlās evolūcijas stadijas zvaigznēm (skat. Hrivnak et al. (2013) un atsauces šajā rakstā).



4.3. attēls. HD112869 radiālais ātrums (punkti; augšējais panelis), redzamais spožums (vidējais panelis) un krāsu indeksi (apakšējie paneli) atkarība no pulsāciju fāzes. Dota mērījumu aproksimācija ar sinusoīdu, kuras periods $P = 114.9$ dienas.

4.1. tabula. HD112869 radiālā ātruma mērījumi, izmantojot CORAVEL spektrometru

HJD	$R_{V\odot}$	σ	HJD	$R_{V\odot}$	σ	HJD	$R_{V\odot}$	σ
-2,450,000	(km s^{-1})	(km s^{-1})						
3867.361	-133.8	0.9	5301.544	-130.1	0.7	6676.590	-129.0	0.8
3889.428	-132.7	0.8	5302.50	-129.8	0.8	6677.617	-129.3	1.0
3899.386	-132.0	0.8	5346.366	-135.5	0.5	6679.660	-129.3	0.8
4244.423	-132.9	1.1	5352.346	-135.4	0.6	6680.646	-130.6	0.7
4245.397	-132.0	0.7	5365.371	-135.4	0.8	6681.639	-128.4	0.8
4581.453	-136.4	0.5	5366.350	-135.4	0.5	6682.686	-131.0	0.7
4582.417	-135.8	0.5	5875.691	-130.9	0.7	6683.582	-129.2	0.6
4864.573	-132.1	0.7	5881.665	-130.6	0.9	6683.609	-129.4	0.8
4864.591	-132.5	0.6	5967.573	-134.2	0.7	6687.586	-132.0	0.8
4865.582	-132.2	0.7	5968.611	-134.3	0.5	6693.594	-127.9	0.7
4916.475	-135.9	0.5	5974.617	-134.4	0.7	6694.600	-127.1	1.0
4929.381	-134.7	0.5	5994.551	-131.2	0.7	6713.533	-134.0	0.6
4930.295	-133.9	0.6	5995.473	-131.7	0.6	6727.511	-133.5	0.6
4940.435	-132.8	0.6	6000.476	-130.4	0.7	6727.523	-134.3	0.6
4941.472	-132.4	0.5	6010.550	-131.8	0.6	6728.483	-135.6	0.7
4942.413	-133.0	0.5	6023.407	-135.2	0.6	6737.497	-133.0	1.2
4944.348	-132.6	0.7	6035.422	-137.3	0.6	6737.572	-134.8	1.5
4946.393	-132.1	0.6	6071.427	-136.0	0.7	6752.453	-136.3	0.5
4947.389	-132.0	0.5	6072.375	-134.8	0.8	6758.379	-136.4	0.5
4950.401	-131.8	0.5	6086.444	-131.1	0.8	6758.409	-135.6	0.5
4953.422	-131.8	0.6	6315.595	-132.5	0.7	6764.396	-133.8	0.6
4967.516	-131.6	0.7	6317.569	-132.0	0.7	6770.372	-134.2	0.7
4968.325	-131.3	0.6	6325.433	-132.6	0.8	6770.468	-133.2	0.5
4968.332	-131.5	0.6	6349.447	-131.7	0.7	6773.384	-133.3	0.5
5000.378	-134.6	0.6	6359.414	-130.5	0.5	6776.394	-131.6	0.5
5013.371	-136.0	0.6	6374.471	-133.4	0.7	6782.360	-131.0	0.8
5027.345	-136.2	0.5	6379.454	-134.3	0.7	6792.431	-128.8	0.6
5030.348	-135.7	0.5	6389.552	-136.1	0.6	6799.344	-127.1	0.5
5030.368	-135.5	0.6	6391.497	-135.8	0.8	6800.511	-127.9	0.8
5037.384	-134.0	0.7	6398.373	-133.9	0.6	6819.376	-133.3	0.7
5220.668	-133.4	0.6	6399.435	-134.2	0.7	6821.370	-133.2	0.7
5266.505	-136.3	0.6	6404.398	-133.8	0.7
5278.481	-134.3	0.5	6614.668	-136.8	0.7

4.2. Fotometrija

BVR_C platjoslas fotometrijas rezultāti ir redzami 4.2. tabulā, kur doti novērojumu momenti, vidējais zvaigžņu lielums V fotometriskajā joslā, vidējie krāsu indeksi ($B-V$), ($V-R_C$) katras nakts laikā un mērījumu standartnovirzes. Standartnovirzes raksturo mērījumu nenoteiktību, kas saistītas (galvenokārt) ar izmaiņām laika apstākļos. Zvaigznes spožuma maiņas līknes liecina par periodiskām spožuma izmaiņām ar katrai fotometriskajai joslai raksturīgu amplitūdu: ~ 0.84 mag B joslā, ~ 0.71 mag V joslā un ~ 0.66 mag R_C joslā. 4.2. attēlā grafiski attēloti HD112869 radiālā ātruma un spožuma mērījumi V joslā pēdējā monitorētā pulsāciju cikla laikā. HJD2456680 tuvumā mēs konstatējam ļoti lielu radiālā ātruma vērtību izkliedi ($\sim 6\sigma$) un spožuma fluktuācijas V joslā. 4.3. attēlā ir redzami visi fotometriskie mērījumi atkarībā no HD112869 pulsāciju fāzes, kura aprēķināta 114.9 garam pulsāciju periodam. Mēs konstatējam, ka pulsāciju periods, kas aprēķināts izmantojot fotometrijas datus, kļūdu robežās saskan ar pulsāciju periodu, kas aprēķināts izmantojot radiālā ātruma mērījumus. Redzams, ka periodiskas spožuma izmaiņas pavada krāsas izmaiņas (skat. 4.2. un 4.3. attēlu), kas ir raksturīgi pulsējošām zvaigznēm. Saskaņā ar krāsu indeksu, HD12869 kļūst sarkanāka (aukstāka), kad tās spožums ir mazāks. Salīdzinot spožuma, krāsas un radiālā ātruma līknes, mēs konstatējam, ka spožuma un krāsas izmaiņas ir saskaņotas fāzē, bet radiālā

ātruma izmaiņas ir nobīdītas fāzē attiecībā pret spožuma/krāsas izmaiņām. HD112869 radiālā ātruma, spožuma un krāsu mainīguma raksturs ir tipisks vēlo evolūcijas stadiju pulsējošo zvaigžņu gadījumā (skat. Hrivnak et al. 2013 un atsauces šajā publikācijā).

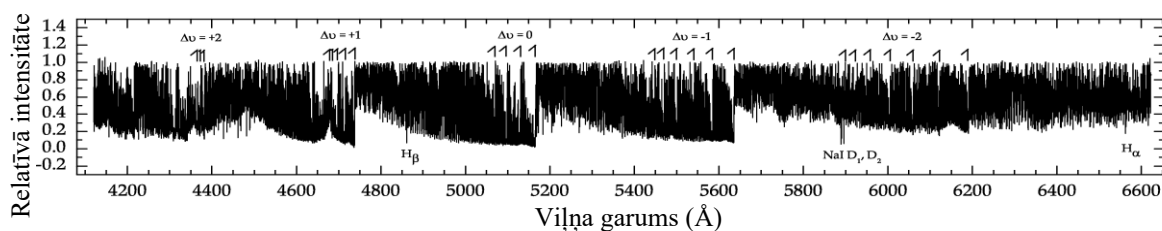
4.2. tabula. HD112869 BVR_C fotometrijas rezultāti

HJD -2,450,000	V (mag)	σ_V (mag)	$B - V$ (mag)	$\sigma_{(B-V)}$ (mag)	$V - R_C$ (mag)	$\sigma_{(V-R_C)}$ (mag)
6349.427	9.182	0.005	1.652	0.011	0.896	0.009
6359.439	9.179	0.007	1.661	0.008	0.913	0.008
6369.445	9.042	0.004	1.630	0.008	0.908	0.013
6379.436	8.920	0.010	1.635	0.014	0.880	0.014
6391.557	8.958	0.006	1.621	0.008	0.900	0.009
6398.401	9.027	0.014	1.623	0.017	0.903	0.018
6399.380	9.021	0.011	1.643	0.012	0.882	0.012
6404.374	9.078	0.004	1.639	0.006	0.898	0.008
6418.403	9.132	0.006	1.641	0.007	0.898	0.017
6694.613	9.150	0.008	1.808	0.014	0.933	0.010
6713.615	8.862	0.011	1.694	0.021	0.897	0.012
6727.471	8.944	0.011	1.654	0.021	0.880	0.012
6737.508	9.019	0.004	1.660	0.007	0.883	0.010
6745.475	9.088	0.002	1.676	0.009	0.884	0.005
6758.373	9.114	0.008	1.676	0.012	0.880	0.013
6764.420	9.160	0.015	1.689	0.017	0.887	0.015
6771.433	9.304	0.004	1.699	0.015	0.909	0.007
6776.390	9.414	0.002	1.717	0.005	0.920	0.009
6782.383	9.573	0.014	1.823	0.024	0.950	0.020
6792.497	9.511	0.027	0.898	0.028
6799.382	9.413	0.003	1.811	0.022	0.912	0.008
6800.378	9.390	0.018	0.924	0.022
6804.441	9.213	0.009	0.863	0.051
6814.437	8.961	0.002	1.687	0.013	0.889	0.021

4.3. Augstas izšķirtspējas spektroskopija

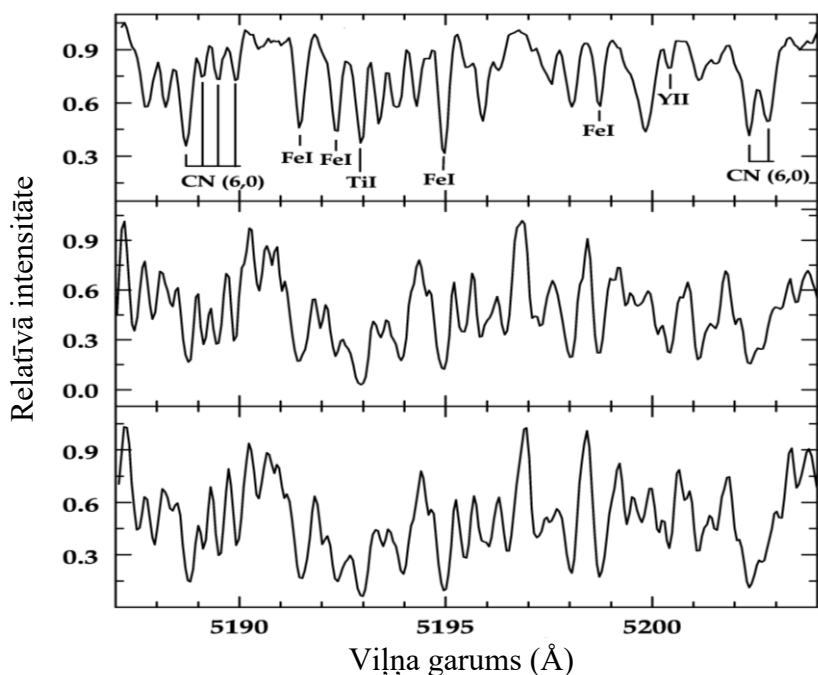
4.3.1. Spektra apraksts un līniju atlase

HD112869 spektrā dominē oglekli saturošas molekulas. Vizuālajā viļņu garumu diapazonā dominē C₂ Svana sistēmas joslas ar galvām (0, 0) pie 5165 Å, (1, 0) pie 4740 Å un (0, 1) pie 5635 Å (skat. 4.4. attēlu).

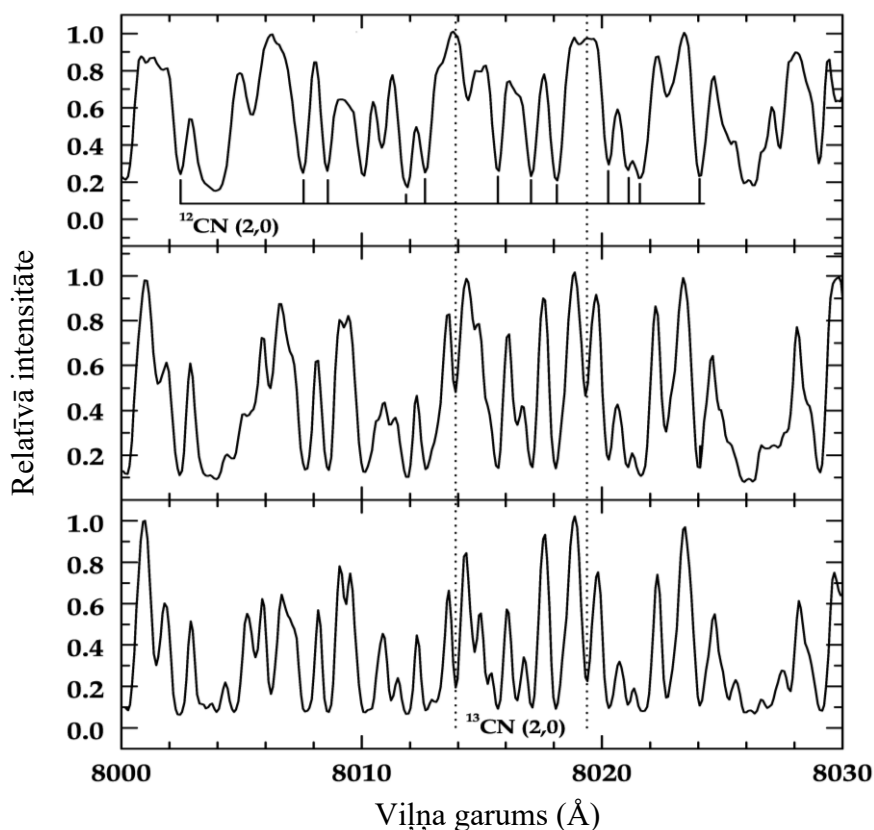


4.4. attēls. HD112869 normēts spektrs viļņu garumu diapazonā no 4100 līdz 6650 Å. Spektrā ir atzīmētas dominējošo C₂ Svana sistēmas joslu ($\Delta\nu = +2, +1, 0, -1, -2$) galvas un divas intensīvākās atomārās līnijas.

Spektrā ir redzamas arī intensīvas CN un CH līnijas, kuras blendē mazākas intensitātes atomu līnijas. Tomēr dažos spektra apgabalos (piemēram, uz garo viļņu garumu pusi no C₂ Svana sistēmas joslu galvām) molekulāro līniju blīvums ir mazāks un iespējama atomāro līniju identifikācija un analīze, lai veiktu ķīmiskā sastāva analīzi. Salīdzinot HD112869 un divu salīdzinājuma zvaigžņu spektrus, mēs konstatējam, ka dzelzs grupas un smago (neitronu-satveršanas procesa) elementu līnijas HD112869 spektrā ir vājākas nekā salīdzinājuma zvaigznēm un molekulārās līnijas ar oglekļa ¹³C izotopu nav pamanāmas (skat. 4.5. un 4.6. attēls). Atomu līnijas koncentrāciju analīzei tika atlasītas, salīdzinot HD112869 spektru ar modelēto molekulāro spektru, kas ļāva izvērtēt molekulāro līniju blendēšanās ietekmi uz katru atomu līniju



4.5. attēls. HD112869 (augšējais panelis) un salīdzinājuma zvaigžņu HD92055 (vidējais panelis), HD25408 (apakšējais panelis) spektri viļņa garumu diapazonā, kurā ir mazāk molekulāro līniju. HD112869 spektrā dzelzs un itrija līnijas ir relatīvi vājas, salīdzinājumā ar HD92055 un HD25408.



4.6. attēls. HD112869 spektrs CN(2,0) līniju apkārtņē (augšējais panelis), salīdzinājumā ar HD92055 (vidējais panelis) un HD25408 (apakšējais panelis) spektriem. HD112869 spektrā ^{13}C izotopu līnijas nav redzamas, kas liecina par lielāku $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ koncentrāciju attiecību atmosfērā, salīdzinājumā ar HD92055 ($^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 35$) un HD25408 ($^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 4$).

4.3.2. Atmosfēras parametri, modelis un spektra sintēze

HD112869 spektra modelēšanai mēs izmantojam vairāku autoru sagatavotos atmosfēras modeļus, bet pēdējām iterācijām tika izmantots SAM12 kods (Pavlenko 2003; skat. 3.2. nodaļu šajā darbā), aprēķinot iespējami precīzu atmosfēras modeli pētāmajai zvaigznei. Galīgais atmosfēras modelis tika aprēķināts iteratīvi precizētiem atmosfēras parametriem, $[Fe/H]$, $\log(C/O)$ vērtībām, augstai oglekļa izotopu attiecībai: $^{12}C/^{13}C = 500$. Jāpiebilst, ka lielas starждаdas oglekļa zvaigžņu atmosfēru modeļos $^{12}C/^{13}C$ attiecībai nav liela ietekme uz temperatūras sadalījumu atmosfērā (Pavlenko 2003). Aprēķinos tika izmantota vidējā efektīvā temperatūra: $T_{\text{eff}} = 3900$ K, brīvās krišanas paātrinājums: $\log g = 0.4$ (cgs) un mikroturbulences ātrums: $\zeta_t = 4.0$ km s⁻¹.

Oglekļa un slāpekļa koncentrācija un oglekļa izotopu attiecība HD112869 atmosfērā tika aprēķināta modelējot C₂ un CN spektru plašā viļņu garumu diapazonā no 4700 līdz 9000 Å, īpašu vērību pievēršot C₂ Svana, C₂ Filipsa sistēmas joslu galvām un CN Sarkanās sistēmas joslu galvām. Neskatoties uz to, ka HD112869 spektrs ir ļoti sarežģīts, variējot C un N koncentrācijas un veicot atkārtotas iterācijas, mums izdevās saskaņot modelēto spektru ar novērojumiem. Modelējot atomu līnijas (skat. 4.3. tabula) spektra diapazonos ar mazāku molekulāro līniju blīvumu, kas atrodas relatīvi tālu no molekulāro joslu galvām, tika aprēķinātas arī dažu citu elementu koncentrācijas. Diemžēl modelētā molekulārā spektra saskaņa ar HD112869 spektru samazinās pieaugot attālumam līdz joslu galvām. Galvenais iemesls ir pieejamo molekulāro datu precizitātes samazināšanās. Ļoti pārlicinoši tas ir redzams C₂ Svana sistēmas joslu gadījumā. Vispārzināms ir fakts, ka koncentrāciju aprēķini oglekļa zvaigžņu atmosfērās ir liels izaicinājums, jo relatīvi vājas atomu līnijas iespējams mērīt tikai tālu no intensīvo molekulāro joslu galvām, kur molekulu ieguldījumu precīzi modelēt nav iespējams dēļ zemākas viļņu garumu un oscilatoru stiprumu precizitātes. Tāpēc spektra diapazonos, kuros aprēķinātais molekulārais spektrs slikti aprakstīja HD112869 molekulāro spektru, elementa koncentrācija tika aprēķināta izmantojot tikai atomāro līniju sintētisko spektru, uzskatot, ka iegūta koncentrācijas augšējā robeža (4.4. tabula).

Kļūdu novērtējums. Koncentrāciju vērtības HD112869 atmosfērā, kas aprēķinātas ar pēdējās iterācijas modeli izvēlētajiem atmosfēras parametriem ir apkopotas 4.4. tabulā. Koncentrāciju vērtības ir dotas vispārpieņemtajā formā: $[A/B] = \log(N_A/N_B)_* - \log(N_A/N_B)_\odot$, kur N_A un N_B ir ķīmiskā elementa A un B atomu skaits tilpuma vienībā: $*$ – zvaigznes fotosfērā, \odot – Saules fotosfērā); $\log \epsilon(A) = \log(N_A/N_H) + 12.00$, kur N_H ir ūdeņraža atomu skaits tilpuma vienībā. Relatīvās koncentrācijas vērtības ir dotas attiecībā pret Saules

atbilstošajām koncentrācijām saskaņā ar Asplund et al. (2009). Attēli 4.8. – 4.21. ilustrē HD112869 spektra modelēšanu vairākos spektra diapazonos.

4.3.tabula. Neitronu satveršanas procesu elementu līnijas, kas izmantotas koncentrāciju aprēķināšanai.

Wavelength (Å)	Species	LEP (eV)	log(gf)
4077.709	Sr II	0.00	0.167
4086.709	La II	0.00	-0.070
4220.660	Sm II	0.544	-0.440
4900.120	Y II	1.03	-0.09
4934.076	Ba II	0.00	-0.15
5200.406	Y II	0.992	-0.57
5205.724	Y II	1.033	-0.340
5249.576	Nd II	0.976	0.200
5255.502	Nd II	0.205	-0.670
6141.713	Ba II	0.704	-0.076
6645.094	Eu II	1.380	-0.162
6645.114	Eu II	1.380	-0.200

4.4. tabula. HD112869 atmosfēras ķīmiskais sastāvs. Tabulā dota vidējā absolūtā un relatīvā koncentrācija, gadījuma kļūda (σ) un izmantoto līniju skaits (n)

X	log ϵ (X)	n	σ	[X/H]	[X/Fe II]
C	8.30	C ₂	0.1	-0.13	+2.17
N	6.55	CN	0.2	-1.28	+1.02
Mg I	4.6	3	0.3	-3.00	-0.7
Ti I	2.7	3	0.3	-2.23	+0.1
Ti II	3.1	2	...	-1.85	+0.5
Cr I	2.4	3	0.3	-3.29	-1.0
Fe I	4.9	14	0.2	-2.60	-0.3
Fe II	5.2	6	0.2	-2.30	...
Sr II	\approx -1.1	1	...	\approx -3.97	\approx -1.7
Y II	\approx -0.1	3	0.2	\approx -2.27	\approx 0.0
Ba II	\approx -0.4	2	...	\approx -2.6	\approx -0.3
La II	\approx -0.4	1	...	\approx -1.55	\approx +0.8
Nd II	\approx -0.2	2	...	\approx -1.67	\approx +0.7
Sm II	\approx -0.8	1	...	\approx -1.80	\approx +0.5
Eu II	\approx -1.0	1	...	\approx -1.52	\approx +0.8

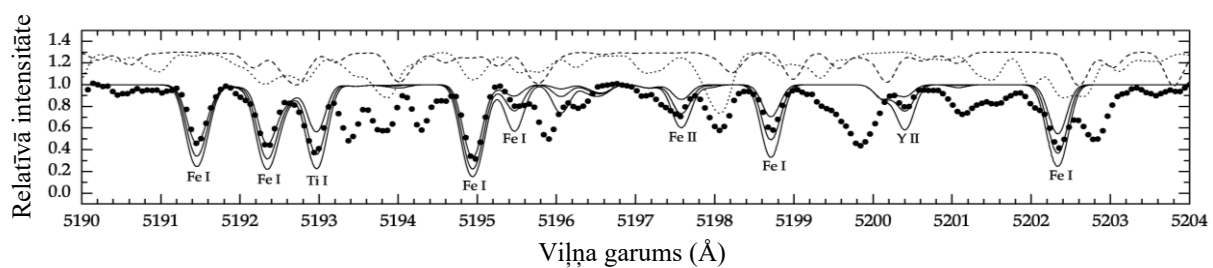
Mēs veicām kļūdu novērtējumu koncentrāciju aprēķinos. Iespējamā sistemātiskā kļūda aprēķinātajā koncentrācijās dēļ iespējamās kļūdas efektīvajā temperatūrā T_{eff} (± 200 K), log g (± 0.3 dex) un ξ_t (± 0.5 km s⁻¹) nepārsniedz 0.3 dex (izņemot slāpekli). Nepārtrauktā spektra normēšanas precizitāte lielākajā daļā izmantoto spektra intervālu ir labāka kā 2 %. Normēšanai mēs izmantotojām sintētisko spektru, lai precizētu kontinuma punktus, kuros absorbcijas līnijas depresē kontinumu vismazāk. Spektra normēšana tehniski tika veikta

aproximējot spektrā izvēlētos kontinuma punktus ar zemas kārtas polinomu. Šaubu gadījumā, kritiskie apgabali tika izslēgti un pārējie punkti aproksimēti vēlreiz, lai precizētu normēšanas nenoteiktību. Oglekļa koncentrācija tika aprēķināta, izmantojot C_2 līnijas plašā viļņa garuma diapazonā no apmēram 4700 līdz 9000 Å. Netika konstatēta aprēķinātās oglekļa koncentrācijas atkarība no izmantoto līniju viļņa garuma, vidēji $\log \epsilon(C) = 8.3 \pm 0.1$ dex, kas liecina par nelielu normēšanas sistemātisko kļūdu. C_2 joslu galvu apkārtnē (uz īso viļņa garumu pusi) kontinuma nenoteiktība sasniedz 5 %, kas ir tipiski auksto oglekļa zvaigžņu gadījumā (Abia et al. 2002). Iegūto koncentrāciju sistemātiskās kļūdas ($\Delta \log \epsilon(X)$) tika novērtētas arī variējot atmosfēras parametrus un veicot aprēķinus ar modificētajiem atmosfēras modeļiem. Salīdzinot iegūtās koncentrācijas, mēs secinājām, ka efektīvās temperatūras iespējamā kļūda visbūtiskāk ietekmē slāpekļa koncentrācijas precizitāti, $\Delta \log \epsilon(N) \sim 0.5$ dex, bet temperatūras iespējamās nenoteiktības ietekme uz oglekļa, dzelzs grupas un s-procesa elementu koncentrācijām ir mazāka: $\Delta \log \epsilon(C) \sim 0.2$ dex, $\Delta \log \epsilon(Mg) \sim 0.15$ dex, $\Delta \log \epsilon(Ti) \sim 0.25$ dex, $\Delta \log \epsilon(Fe) \sim 0.15$ dex, $\Delta \log \epsilon(\text{s-procesa elementi}) < 0.1$ dex. Iespējamā brīvās krišanas paātrinājuma kļūda galvenokārt ietekmē elementu koncentrācijas, kuras aprēķinātas izmantojot jonu līnijas, taču neprecizitāte nepārsniedz 0.1 dex. Kļūda mikroturbulences ātruma noteikšanā galvenokārt ietekmē elementu koncentrācijas, kuras aprēķinātas izmantojot relatīvi intensīvas līnijas. Piemēram, magnija koncentrācija tika aprēķināta izmantojot līnijas, kuru ekvivalentais platums ir no 300 līdz 400 mÅ. Tomēr, šajā gadījumā sistemātiskā kļūda nepārsniedz ~ 0.1 dex. Spektra normēšanas kļūdas ietekme uz koncentrācijām ir lielāka elementiem, kuru koncentrāciju noteikšanā tika izmantotas vājās līnijas, taču kļūdas nepārsniedz 0.1 dex. Oglekļa $^{12}C/^{13}C$ izotopu koncentrāciju attiecības sistemātiskā kļūda dēļ spektra normēšanas kļūdas 2 %, nepārsniedz ± 300 . Kopējā kvadrātiskā kļūda koncentrāciju aprēķinos, ņemot vērā visus kļūdu avotus, nepārsniedz ~ 0.4 dex, kas ir tipiski auksto oglekļa zvaigžņu koncentrāciju analīzē (Zamora et al. 2009).

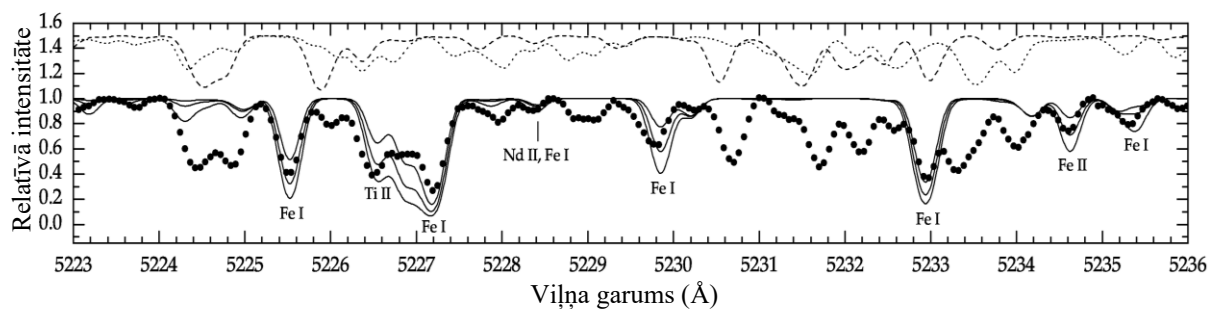
4.3.3. Dzelzs

Dzelzs koncentrācijas aprēķināšanai HD112869 spektrā tika atlasīts neliels skaits relatīvi tīru dzelzs līniju. Izmantojot 6 Fe II līnijas, mēs noteicām dzelzs koncentrācijas vidējo vērtību: $[Fe/H] = -2.3$ dex, tomēr dzelzs neitrālo līniju analīze liecina par zemāku koncentrāciju: $[Fe/H] = -2.6$ dex (skat. 4.7. un 4.8. attēls). Domājams, ka neitrālo līniju gadījumā izpaužas novirzes no LTE, kas palielinās augstas starждаudas zvaigznēs ar zemu metālu koncentrāciju atmosfērā. NLTE aprēķini līdzīgām atmosfērām liecina, ka Fe I līniju modelēšana LTE tuvinājumā var novest pie dzelzs koncentrācijas kļūdas ~ 0.9 dex

(Shchukina et al. 2005). Tāpēc, modelējot spektru LTE tuvinājumā labākais risinājums ir Fe II līniju izmantošana, jo tās mazāk ietekmē NLTE efekti un temperatūras sadalījums atmosfēras modelī. Ņemot vērā šos apvērumus, mēs uzskatām, ka dzelzs koncentrācija HD112869 atmosfērā ir ievērojami augstāka nekā tika uzskatīts līdz šim: $[Fe/H] = -2.3 \pm 0.2$ dex. Tiesa, dzelzs grupas elementa hroma deficīts HD112869 atmosfērā ir salīdzinoši lielāks par dzelzs deficītu: $[Cr/Fe] \sim -1.0$ dex. Tomēr statistika liecina, ka vairumā gadījumu dzelzs grupas elementa hroma un magnija koncentrācija CEMP zvaigznēs ir zemāka salīdzinot ar dzelzi ar tendenci $[Cr/Fe]$ atšķirībai pieaugt zemākām Fe koncentrācijām (Norris et al 2001; Allen et al. 2012).



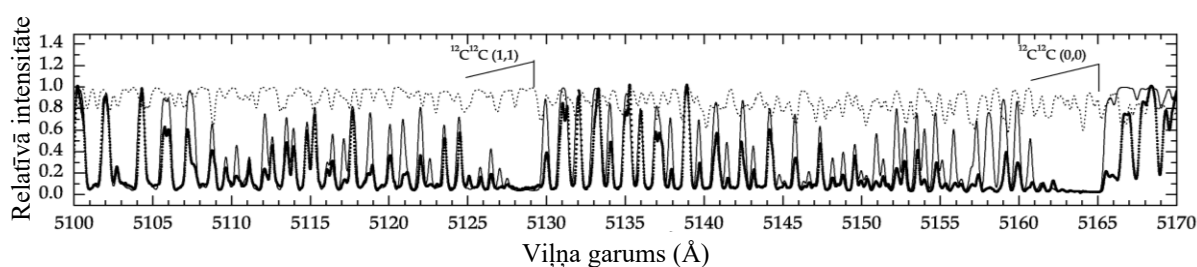
4.7. attēls. HD112869 spektrs (pildītie aplī), salīdzinājumā ar sintētiskajiem spektriem: atomāro spektru (nepārtrauktās līnijas), molekulāro CN spektru (punktētā līnija) un molekulāro C₂ spektru (raustītā līnija), kas ilustrē koncentrāciju aprēķināšanas rezultātus. Atomu līnijas tika modelētas trīs koncentrāciju vērtībām: $\log \epsilon(Fe) = 5.2 \pm 0.5$ dex, $\log \epsilon(Ti) = 2.7 \pm 0.5$ dex un $\log \epsilon(Y) = -0.1 \pm 0.5$ dex. Molekulārie spektri aprēķināti, izmantojot galīgās oglekļa un slāpekļa koncentrācijas.



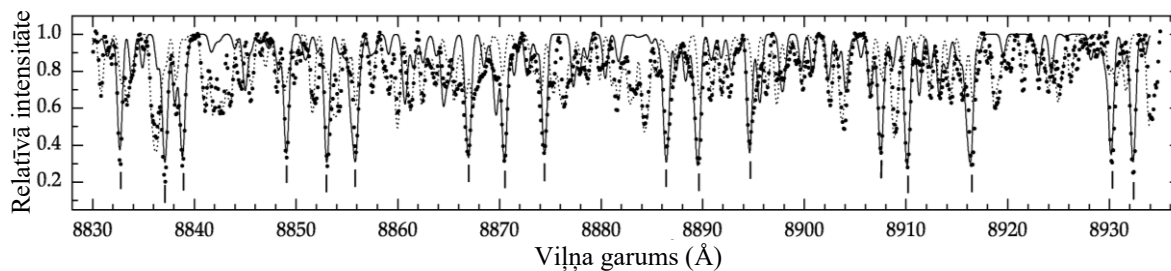
4.8. attēls. Līdzīgi 4.8. attēlam, tikai citā viļņu garumu diapazonā, kas ilustrē HD112869 metāliskuma noteikšanas procedūru

4.3.4. Ogleklis

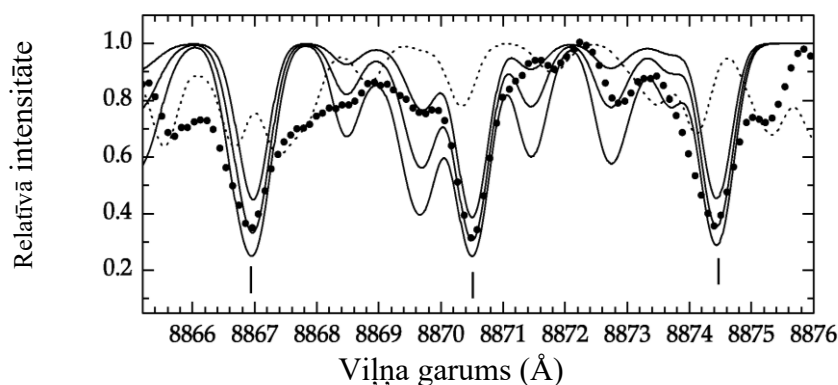
Oglekļa koncentrācija HD112869 atmosfērā tika aprēķināta modelējot C₂ Svana sistēmas līnijas viļņu garumu diapazonā no 4736 līdz 6200 Å un C₂ Filipsa sistēmas līnijas tuvajā infrasarkanajā diapazonā. 4.9. un 4.10. attēls ilustrē sintētiskā spektra salīdzināšanu ar novērojumiem divos viļņu garuma diapazonos ap C₂ Svana sistēmas (0, 0) un (1, 1) joslu galvām un C₂ Filipsa sistēmas līnijām tuvajā infrasarkanajā diapazonā no 8830 līdz 8931 Å. Grafikā attēlotais sintētiskais spektrs tika aprēķināts ar galīgajiem atmosfēras parametriem augstai oglekļa koncentrācijai: $\log \epsilon(C) = 8.3$. C₂ Svana sistēmas joslu galvas HD112869 spektrā ir piesātinātas, tāpēc sintētiskā spektra izmaiņas, variējot oglekļa koncentrāciju, ir nelielas. Tomēr vājākām C₂ līnijām starp joslu galvām jūtība pieaug. 4.11. attēlā ir parādīta sintētiskā spektra atkarība no modelī pieņemtās oglekļa koncentrācijas. Aprēķinu rezultātā mēs pārliecinājāmies, ka oglekļa koncentrācija HD112869 atmosfērā ir ļoti augsta: vidēji $\log \epsilon(C) = 8.3 \pm 0.1$ dex.



4.9. attēls. HD112869 spektrs (biezā līnija), salīdzinājumā ar sintētisko C₂ spektru (šaurā līnija) un sintētisko CN spektru (punktētā līnija) viļņu garumu diapazonā, kurā dominē C₂ Svana sistēmas $\Delta v = 0$ līnijas. Sintētiskai spektrs tika aprēķināts izmantojot galīgās koncentrāciju vērtības: $\log \epsilon(C) = 8.3$ un $\log \epsilon(N) = 6.55$.



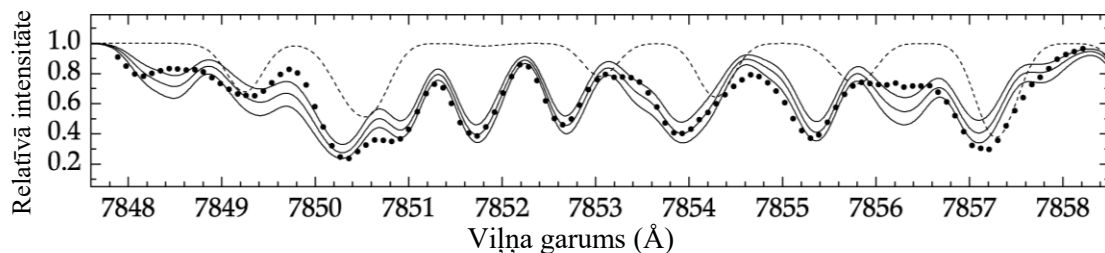
4.10. attēls. HD112869 spektrs (punkti), salīdzinājumā ar C_2 sintētisko spektru (nepārtrauktā līnija) un CN sintētisko spektru (punktētā līnija) viļņu garumu diapazonā, kurā dominē C_2 Filipa sistēmas līnijas. C_2 un CN spektri tika aprēķināti galīgajām koncentrāciju vērtībām: $\log \varepsilon(C) = 8.3$, $\log \varepsilon(N) = 6.55$.



4.11. attēls. HD112869 spektrs (punkti), salīdzinājumā ar C_2 sintētisko spektru (nepārtrauktās līnijas) un CN sintētisko spektru (punktētā līnija) viļņu garumu diapazonā, kurā dominē C_2 Filipa sistēmas līnijas. C_2 sintētiskie spektri tika aprēķināti trīs oglekļa koncentrācijām: $\log \varepsilon(C) = 8.3 \pm 0.2$ dex. CN sintētiskais spektrs tika aprēķināts galīgajām koncentrāciju vērtībām: $\log \varepsilon(C) = 8.3$, $\log \varepsilon(N) = 6.55$.

4.3.5. Slāpekļis

Slāpekļa koncentrācija HD112869 atmosfērā tika aprēķināta modelējot CN Sarkanās sistēmas līnijas spektra intervālā no ~ 7800 līdz 8100 Å. Mēs konstatējam, ka aprēķinātā CN spektra intensitātes atkarība no slāpekļa koncentrācijas ir mazāka nekā C_2 līniju intensitātes atkarība no oglekļa koncentrācijas. Tādēļ precizitāte slāpekļa koncentrācijas noteikšanā, salīdzinot iteratīvi sintētisko CN spektrus ar novērojumiem, ir zemāka nekā oglekļa gadījumā. Labākā saskaņa ar novērojumiem tika iegūta slāpekļa koncentrācijai: $\log \varepsilon(N) = 6.55$. 4.13. attēls ilustrē CN spektra modelēšanu un slāpekļa koncentrācijas noteikšanu vienā nelielā HD112869 spektra intervālā.

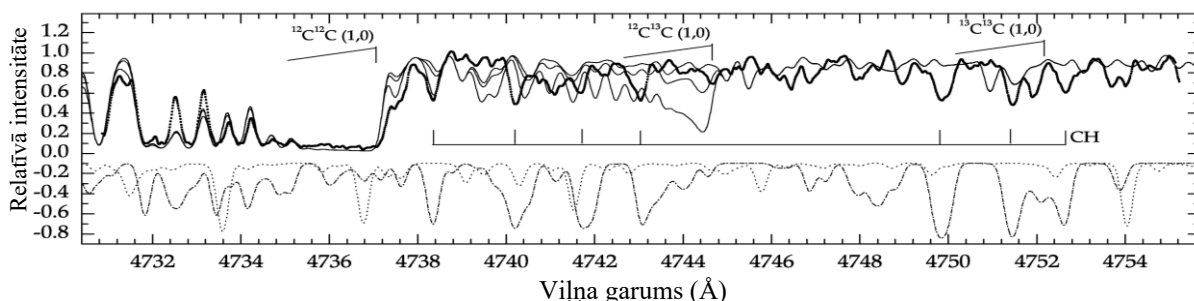


4.12. attēls. HD112869 spektrs (punkti), salīdzinot ar CN sintētisko spektru (nepārtrauktā līnija) un C_2 sintētisko spektru (raustītā līnija) spektra diapazonā, kurā dominē CN Sarkanās sistēmas līnijas. CN spektri ir modelēti trīs slāpekļa koncentrāciju vērtībām: $\log \epsilon(N) = 6.55 \pm 0.2$ dex. Oglekļa koncentrācija visos aprēķinos ir $\log \epsilon(C) = 8.3$.

4.3.6. ^{12}C un ^{13}C izotopu koncentrāciju attiecība

HD112869 spektra analīze plašā viļņu garumu diapazonā liecina, ka izotopu $C^{12}C^{13}$ un $C^{13}C^{13}$ līnijas nav saskatāmas, jo tās ir pārāk vājas. Neskatoties uz to, mēs aprēķinājam C^{13} izotopa koncentrācijas augšējo robežu un $^{12}C/^{13}C$ koncentrāciju attiecības apakšējo robežu.

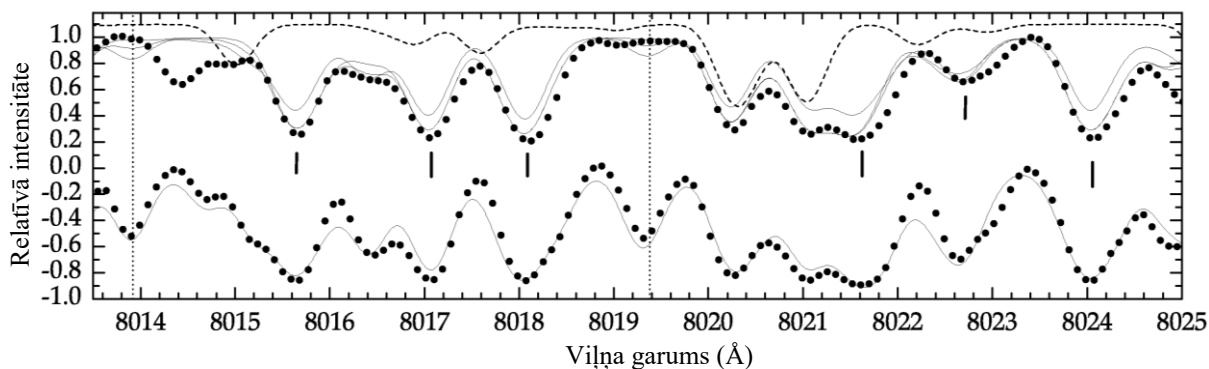
4.13. attēlā ir redzams HD112869 spektrs C_2 (1, 0) izotopu joslu galvas apkārtnē, salīdzinājumā ar sintētiskajiem spektriem, kas tika aprēķināti oglekļa koncentrācijai $\log \epsilon(C) = 8.3$, variējot izotopu koncentrāciju attiecību: $^{12}C/^{13}C = 90, 500$ un 1500 .



4.13. attēls. HD112869 spektrs (biezā līnija), salīdzinājumā ar C_2 sintētiskajiem spektriem (šaurās līnijas), kas aprēķināti galīgajām oglekļa un slāpekļa koncentrācijām, variējot oglekļa izotopu attiecību: $^{12}C/^{13}C = 90, 500$ un 1500 . CH sintētiskais spektrs (punktēti raustīta līnija) un atomārais sintētiskais spektrs (punktēta līnija) ir redzami apakšā.

HD112869 spektrā mēs identificējam arī molekulārās CH līnijas, kuras jau iepriekš spektra diapazonā no 4738 līdz 4754 Å bija pamanījuši Aoki un Tsuji (1997), taču viņi nespēja tās identificēt. Ņemot vērā, ka CH līnijas blendē C_2 līnijas, mēs nolēmām novērtēt to ieguldījumu spektrā. Mēs konstatējam, ka CH sintētiskais spektrs pēdējās iterācijas modelim ir pārāk intensīvs, salīdzinot ar HD112869 spektru. Tas varētu būt izskaidrojams ar pārvērtētām oscilatoru stiprumu vērtībām. Ņemot vērā, ka CH līnijas daļēji pārklājas ar $^{13}C^{13}C$ (1, 0) joslas galvu, $^{12}C/^{13}C$ koncentrāciju attiecība tika novērtēta tikai izmantojot $^{12}C^{13}C$ (1, 0) joslas

galvu. Mēs secinājām, ka oglekļa izotopu attiecība HD112869 atmosfērā ir ļoti augsta: $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} \geq 1500$. Mēs modelējām arī CN Sarkanās sistēmas līnijas viļņa garuma diapazonā no 7800 līdz 8100 Å, lai apstiprinātu iegūto oglekļa izotopu attiecību. Tika izvēlēts viļņa garuma diapazons, kurā līniju blendēšanās un kontinuma nenoteiktība ir vismazākās. 4.14. attēlā ir dota spektra sintēze šaurā viļņa garumu diapazonā trīs oglekļa izotopu vērtībām. HD112869 spektrā netika konstatētas ^{13}CN līnijas un modelēšana apstiprina augsto (virs 500) izotopu attiecību.



4.14. attēls. HD112869 spektrs (augšā; punkti) spektra diapazonā, kurā dominē CN Sarkanās sistēmas līnijas, salīdzinājumā ar sintētiskajiem spektriem. Sintētiskais CN spektrs (augšā; nepārtrauktās līnijas) un sintētiskais C_2 spektrs (raustītā līnija) ir aprēķināti galīgajām slāpekļa un oglekļa koncentrācijām, variējot izotopu koncentrāciju attiecību: $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 5, 90, 500$. Intensīvākās ^{12}CN līnijas ir marķētas ar biezām vertikālām svītriņām. Divu ^{13}CN līniju pozīcijas ir atzīmētas ar punktētām vertikālām līnijām. Salīdzinājuma zvaigznes HD92055 spektrs (apakšā; punkti) un atbilstošais CN sintētiskais spektrs (nepārtraukta līnija) tika aprēķināts izmantojot 2.1.1. tabulā dotos parametrus.

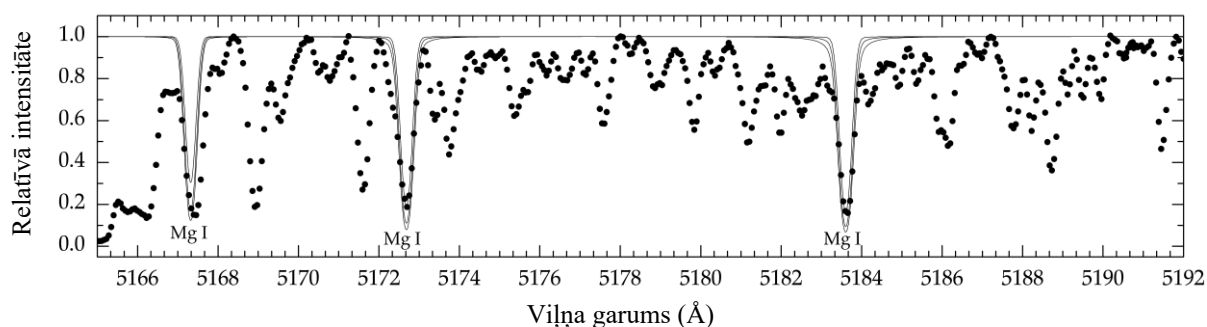
4.3.7. Skābeklis

Skābekļa koncentrācijas noteikšana auksto oglekļa zvaigžņu atmosfērās ir liels izaicinājums. Teorētiski vislabāko rezultātu dod aizliegtās skābekļa līnijas [O I] 6300 Å modelēšana. Diemžēl auksto zvaigžņu spektros aizliegtā līnija ir ļoti vāja. Skābekļa koncentrācija CEMP zvaigznēs praksē visbiežāk tiek aprēķināta izmantojot infrasarkanā tripleta līnijas pie 7771.94, 7774.17 un 7775.39 Å, kurām ir raksturīgas lielas novirzes no LTE (skat. Apslund 2005). Mēs veicām HD112869 spektra modelēšanu LTE tuvinājumā trīs dažādām skābekļa koncentrācijām, $\log \varepsilon(\text{O}) = 0.0, 6.7$ un 8.7 dex, un secinājām, ka HD112869 spektrā tripleta līniju pozīcijās dominē CN līnijas. Mūsu aprēķini liecina, ka arī tripleta līnijas HD112869 spektrā ir pārāk vājas, lai tās būtu saskatāmas pat augstai (Saules) skābekļa koncentrācijai. Ņemot vērā šo secinājumu, mēs skābekļa koncentrācijas novērtēšanai pielietojām empīrisko sakarību starp [O/Fe] un [Fe/H] (Aoki et al. 2004) un

starp [O/Fe] un [C/Fe] (Kennedy et al. 2011), kas konstatēta CEMP zvaigznēm. HD112869 gadījumā ([Fe/H] = -2.3) sakarība dod [O/Fe] \cong +0.8 dex, jeb absolūtajā skalā $\log \epsilon(\text{O}) = 7.2$ dex.

4.3.8. Magnijs

Magnija koncentrācija dod svarīgu informāciju kodolsintēzes α -procesa izpētei Galaktikā un liecina par zvaigžņu sākotnējo masas funkciju. HD112869 spektrā Mg I b tripleta līnijas ir piemērotas detalizētai izpētei, jo atrodas mazāk blendētā spektra rajonā uz sarkano viļņu garumu pusi no C₂ (0,0) 5165 Å Svana sistēmas joslas galvas. Mēs veicām HD112869 spektra modelēšanu Mg I līniju 5167.322, 5172.685 un 5183.604 Å apkārtņē, variējot magnija koncentrāciju. Mēs secinājām, ka Mg I 5167 Å līnija ir blendēta, bet pārējās divas līnijas ir gandrīz tīras. Modelēšana liecina, ka sintētiskais spektrs, kas aprēķināts koncentrācijai $\log \epsilon(\text{Mg}) \cong 4.6$, labi saskan ar novērojumiem (skat. 4.15. attēls).



4.15. attēls. HD112869 spektrs (punkti), salīdzinājumā ar magnija tripleta līniju sintētisko spektru. Magnija līniju profili tika aprēķināti trīs koncentrācijām: $\log \epsilon(\text{Mg}) = 4.6, 5.3$ un 5.7 .

Tādējādi, magnija koncentrācija HD112869 atmosfērā ir mazāka nekā vidēji tiek konstatēts CEMP zvaigžņu atmosfērās. Statistika liecina, ka lielākajai daļai CEMP zvaigžņu ir mēreni paaugstināta magnija koncentrācija, [Mg/Fe] \cong +0.4 dex, un nav konstatēta α -procesa elementu koncentrācijas [α /Fe] atkarība no zvaigznes metāliskuma [Fe/H] (Allen et al. (2012) un atsauksmes šajā publikācijā). NLTE aprēķini Mg I līnijām (ieskaitot Mg I b tripletu) liecina, ka NLTE korekcijas nepārsniedz +0.2 dex (Merle et al. 2011; Mashonkina 2013). Tomēr titāna koncentrācija, kurš arī ir α -procesa elements, HD112869 atmosfērā ir paaugstināta: [Ti/Fe] = +0.4 dex. Mēs pamanījām, ka neitrālās Ti līnijas aprēķinos dod zemāku koncentrācijas vērtību nekā jonu līnijas, kas varētu liecināt par NLTE efektiem.

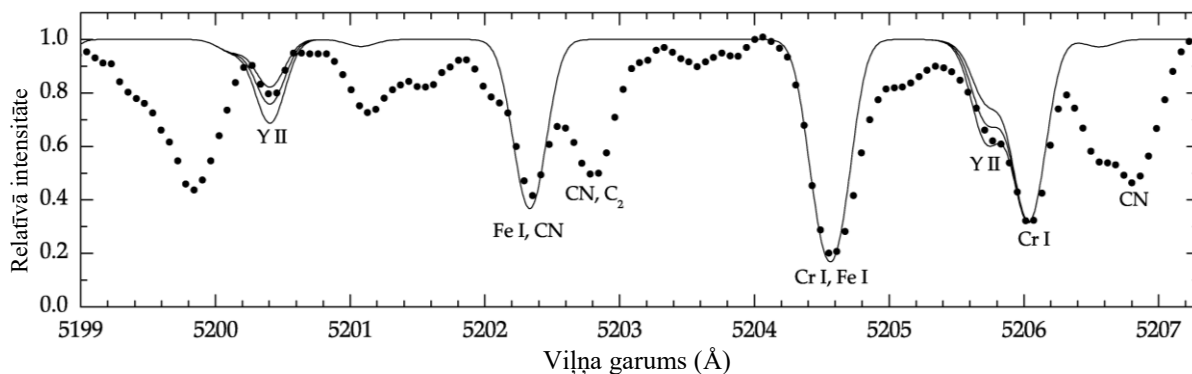
Mēs veicām detalizētu iespējamo kļūdu avotu izvērtēšanu, mēģinot izskaidrot Mg koncentrācijas deficītu. HD112869 spektrā Mg tripleta līnijas ir salīdzinoši intensīvas, Mg I 5167 Å (EW= 360 mÅ) un Mg I 5172 Å (EW = 395 mÅ), un koncentrācijas vērtību

intensīvām līnijām ietekmē izvēlēta mikroturbulences ātruma vērtība. Mēs skaitliski modelējam iespējamās mikroturbulences ātruma nenoteiktības ietekmi, aprēķinot Mg koncentrāciju mazākam mikroturbulences ātrumam: $\zeta_t = 3.0 \text{ km s}^{-1}$. Secinājums ir tāds, ka Mg koncentrācija šajā gadījumā ir (tikai) par 0.1 dex augstāka. Iespējamā kļūda temperatūras izvēlē noved pie Mg koncentrācijas ± 0.16 dex lielas kļūdas. Spektra normēšanas precizitāte Mg b tripleta apgabalā ir ne vairāk par 2%, jo tripleta apkārtnē nav intensīvu molekulāro līniju, kuras parasti sarežģī kontinuma lokalizēšanu. No otras puses, lai formāli iegūtu koncentrācijas vērtību $\log \varepsilon(\text{Mg}) = 5.7$, kas atbilst vidējai CEMP zvaigznes koncentrācijai ($[\text{Mg}/\text{Fe}] = +0.4$ dex), normēšana būtu jāveic ar 10 % kļūdu vai sliktāk. Tādā gadījumā visām līnijām Mg I tripleta apkārtnē EW būtu sistemātiski lielāki, ko neapstiprina spektra modelēšana (skat. 4.7. un 4.8. attēlu). Maksimālā iespējamā kļūda Mg koncentrācijas aprēķinos varētu būt 0.4 dex, ņemot vērā gan maksimālās gadījuma, gan sistemātiskās kļūdas. Ņemot vērā iespējamo kļūdu ietekmi, mēs secinām, ka Mg deficīts HD112869 atmosfērā nav metodiska rakstura un tam ir astrofizikāla izcelsme. Lai apstiprinātu iegūto rezultātu, būtu jāizmanto mazas intensitātes Mg līnijas, kam nepieciešams ļoti augstas izšķirtspējas un S/N spektrs.

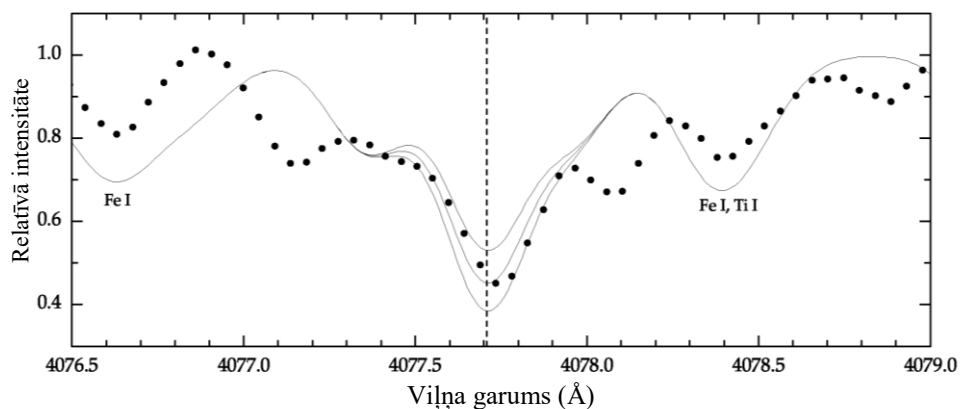
4.3.9. Neitronu satveršanas procesa elementi

S-procesā sintezētos elementus nosacīti iedala divās grupās: viegie s-procesa (ls) elementi (piemēram, Sr, Y, Zr), kas atrodas maģiskā neitronu skaita 50 apkārtnē, un smagie s-procesa (hs) elementi (piemēram, Ba, La, Ce, Nd, Sm), kas atrodas maģiskā neitronu skaita 82 apkārtnē. Mūsu pētījumi neapstiprina paaugstinātu ls elementu koncentrāciju HD112869 atmosfērā, salīdzinot ar Saules koncentrāciju. Sakarā ar lielo līniju blīvumu spektrā un savstarpējo blendēšanos, ķīmiskā sastāva analīzei izdevās atlasīt nelielu līniju skaitu relatīvi tīru līniju. Itriya koncentrācija tika aprēķināta izmantojot divas līnijas spektra diapazonā, kur ir mazāka blendēšanās un precīzāka normēšana uz nepārtraukto spektru. HD112869 spektra modelēšana liecina, ka līnijas Y II 5200.406 un 5205.724 Å līnijas dod līdzīgu koncentrāciju (skat. 4.16. attēlu). Trešā Y II 4900.12 Å līnija apstiprina relatīvi zemo itriya koncentrāciju HD112869 atmosfērā. Vidējā itriya koncentrācija attiecībā pret Sauli, kas normēta uz dzelzs koncentrāciju, ir tuva nullei: $[\text{Y}/\text{Fe}] \cong 0.0$ dex. Diemžēl, sakarā ar nepietieko molekulāro datu precizitāti viļņa garuma diapazonā, kas atrodas uz garo viļņu garumu pusi no C₂ (0,0) joslas galvas, mums neizdevās labi aprakstīt molekulāro C₂ un CN spektru un itriya līnijās iespējamās vājas neidentificētas molekulāras blendes. Tāpēc aprēķinātā itriya koncentrācija ir

uzskatāma par koncentrācijas augšējo robežu. Stroncija Sr II 4077.709 Å līnijas sintēze arī apstiprina relatīvi zemu ls elementu koncentrāciju (skat. 4.17. attēlu).



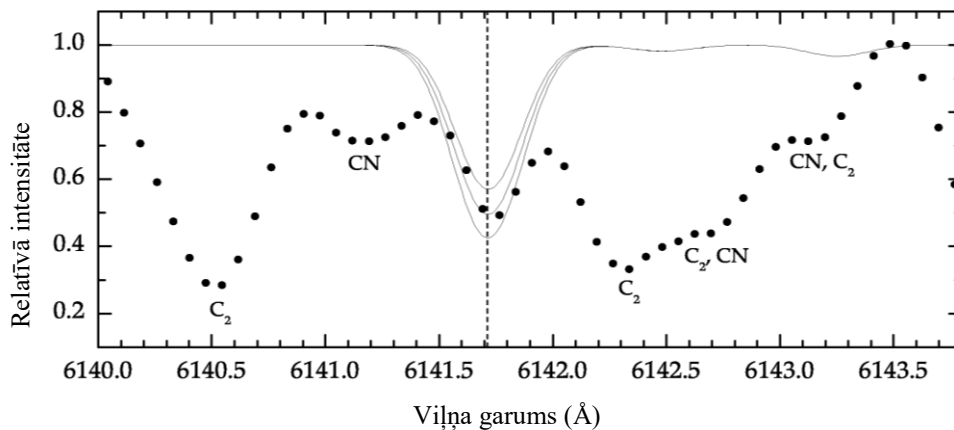
4.16. attēls. HD112869 spektrs (punkti), salīdzinājumā ar atomāro sintētisko spektru Y II 5200.406 un Y II 5205.724 Å apkārtņē. Sintētiskais spektrs tika aprēķināts trīs itrija koncentrācijām: $\log \epsilon(Y) = -0.1 \pm 0.2$ dex.



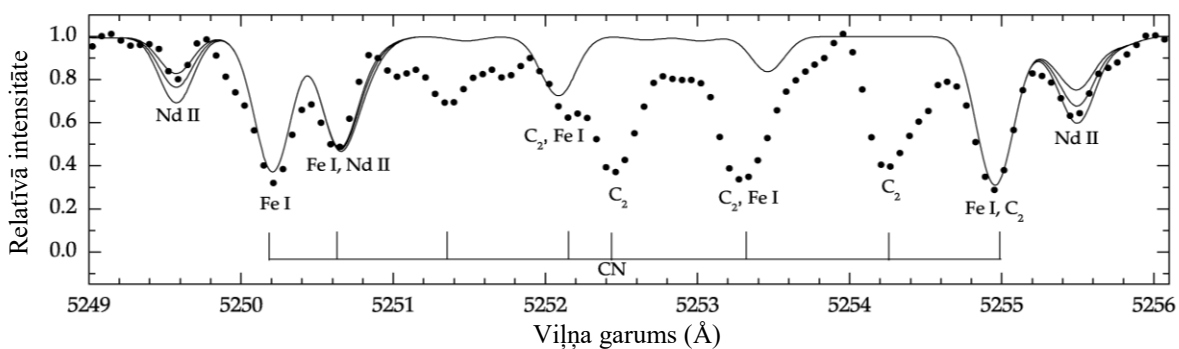
4.17. attēls. HD112869 spektrs (punkti) Sr II 4077.709 Å līnijas apkārtņē, salīdzinājumā ar sintētisko atomāro spektru. Sintētiskais spektrs tika aprēķināts trīs stroncija koncentrācijas vērtībām: $\log \epsilon(\text{Sr}) = -1.1 \pm 0.3$ dex.

Bārija koncentrācijas aprēķināšanai tika modelēta tradicionāli izmantotā Ba II 6141.713 Å līnija, taču mums neizdevās pietiekami kvalitatīvi aprakstīt molekulāro spektru līnijas apkārtņē dēļ molekulāro datu neprecizitātēm (skat. 4.18. attēlu). Tāpēc, līdzīgi kā Y un Sr gadījumā, iegūtā koncentrācija ir uzskatāma par bārija koncentrācijas augšējo robežu: $[\text{Ba}/\text{Fe}] \leq -0.7$ dex. NLTE korekcijas stroncija un bārija līniju gadījumā nav lielākas par 0.14 dex (Short & Hauschild 2006). Ba II 4934.076 Å līnijas modelēšana apstiprina secinājumu, ka bārija koncentrācija HD112869 atmosfērā nav būtiski paaugstināta: $[\text{Ba}/\text{Fe}] \approx -0.1$ dex. Tātad, divas līnijas apstiprina nelielu hs elementa bārija deficītu: $[\text{Ba}/\text{Fe}] < -0.3$ dex. 4.19. attēlā

ilustrēta divu neodīma līniju sintēze viļņa garumu diapazonā netālu no C₂ (0,0) joslas galvas, kas liecina par paaugstinātu Nd koncentrāciju.



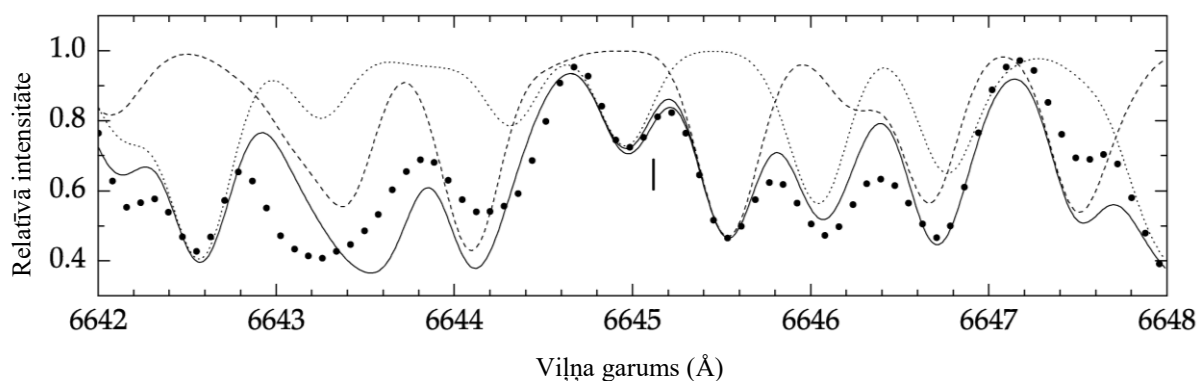
4.18. attēls. HD112869 spektrs (punkti), salīdzinājumā ar Ba II 6141.713 Å līnijas profila sintēzi. Aprēķini ir veikti trīs bārija koncentrācijas vērtībām: $\log \epsilon(\text{Ba}) = -0.7 \pm 0.3$ dex.



4.19. attēls. HD112869 spektrs (punkti) Nd II 5249.576 un Nd II 5255.502 Å līniju apkārtņē, salīdzinājumā ar atomāro sintētisko spektru, kurš aprēķināts trīs neodīma koncentrācijām: $\log \epsilon(\text{Nd}) = -0.2 \pm 0.2$ dex.

La II 4086.709 Å un Sm II 4220.660 Å līniju sintēze apstiprina paaugstinātu hs elementu koncentrāciju. Ņemot vērā, ka pastāv blendēšanās varbūtība ar vājām molekulārām līnijām, iegūtās s-procesa elementu koncentrāciju vērtības mēs uzskatām par koncentrācijas augšējo robežu (skat. 4.4. tabulu). Nepieciešami ļoti augstas izšķirtspējas spektri, lai precizētu iegūtās koncentrāciju vērtības un aprēķinātu koncentrācijas vismagākajiem s-procesa elementiem (piemēram, Pb). Saskaņā ar zvaigžņu kodolsintēzes teoriju (Bisterzo et al. 2010), vismagākajiem s-procesa elementiem būtu jāuzrāda vislielākais koncentrācijas pieaugums AGB stadijā.

R-procesa elementa eiropija koncentrācijas aprēķinu ietekmēja intensīvas molekulārās līnijas un molekulāro datu nenoteiktība dažos spektra apgabalos. Tradicionāli visdrošākā koncentrācijas noteikšanai ir izmantojot Eu II 6645.127 Å līniju. Tomēr HD112869 spektra modelēšanas gaitā mēs konstatējām, ka eiropija līnijas centrs ir nobīdīts par 6 km s⁻¹ uz īso viļņu garumu pusi. Aprēķini liecina, ka spektra līniju (blendi) ar centru pie 6645.0 Å veido galvenokārt CN līnija pie 6644.961 Å, bet Eu II līnija ir salīdzinoši vāja komponente CN līnijas sarkanajā spārnā. Precīza spektra modelēšana šajā apgabalā nav iespējama sakarā ar CN 6644.961 Å līnijas un blakus esošo C₂ līniju pie 6645.509 un 6645.611 Å oscilatoru stiprumu nenoteiktību, tāpēc eiropija koncentrāciju varēja novērtēt tikai aptuveni. Vispirms mēs iteratīvi pamainījām trīs minēto molekulāro līniju oscilatoru stiprumus, lai molekulārajām līnijām iegūtu iespējami labāko saskaņu ar novērojumiem. Pēc tam tika noteikts eiropija līnijas ieguldījums blendē. HD112869 atmosfērā netika apstiprināta augsta r-procesa elementa eiropija koncentrācija: [Eu/Fe] ≤ 0.8 dex (skat. 4.20. attēlu).



4.20. attēls. HD112869 spektrs (punkti), salīdzinājumā ar sintētisko spektru (nepārtrauktā līnija) Eu II 6645.127 Å līnijas (vertikāla norāde) apkārtnē. Sintētiskais spektrs tika aprēķināts trīs neodīma koncentrācijām: $\log \varepsilon(\text{Eu}) = -0.5, -1.0$ un -1.5 . Dots arī C₂ sintētiskais spektrs (raustītā līnija) un CN sintētiskai spektrs (punktētā līnija).

4.3.10. Koncentrāciju salīdzinājums ar publicētajām vērtībām

Kipper (1992) veica koncentrāciju aprēķinus HD112869 atmosfēras, izmantojot augstas izšķirtspējas fotogrāfiskos spektrus, kopumā nosakot 26 ķīmisko elementu koncentrācijas. Diemžēl šajā rakstā modelēšanas rezultāti ir ilustrēti tikai divos šauros spektra diapazonos C₂ joslas galvu apkārtnē un nav dots izmantoto līniju saraksts, kas neļauj tiešā veidā salīdzināt rezultātus. Kipper (1992) rakstā dotā dzelzs koncentrācija ir zemākā nekā mūsu pētījumā un 0.6 dex atšķirība varētu būt izskaidrojama ar līniju izvēli. Kipper (1992) dzelzs koncentrācijas noteica izmantojot neitrālās dzelzs līnijas, kuru modelēšanu CEMP zvaigznēs būtiski ietekmē

NLTE efekti. Mūsu rezultātu netieši apstiprina Aoki un Tsuji (1997), kuri modelēja enerģijas sadalījumu HD112869 nepārtrauktajā spektrā un secināja, ka vislabāko atbilstību novērojumiem dod atmosfēras modelis ar metāliskumu $[Fe/H] \approx -2.0$ (skat. 4. attēls Aoki & Tsuji (1997) rakstā).

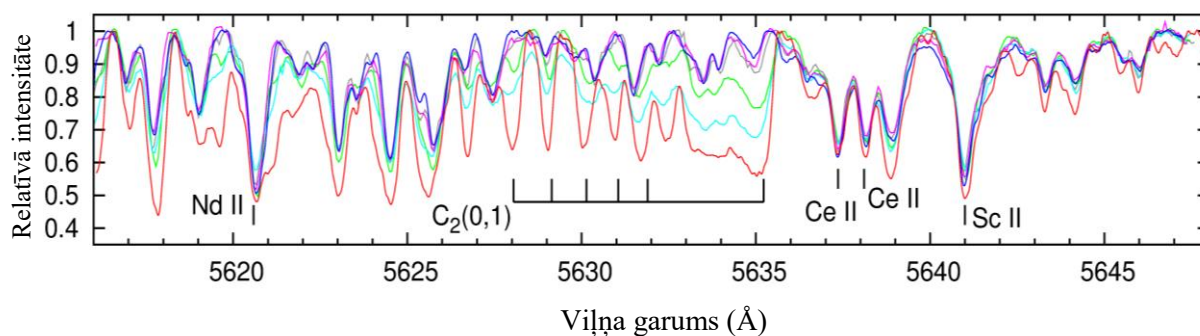
Rakstā Kipper (1992) aprēķinātā oglekļa un skābekļa koncentrāciju attiecība HD112869 atmosfērā ir tipiska N-tipa oglekļa zvaigznēm: $C/O = 1.07$, taču viņa novērtētā skābekļa koncentrācija ir ļoti augsta: $\log \epsilon(O) = 8.8$ (skat. piezīmi šajā sakarā rakstā Aoki & Tsuji 1997). Aoki un Tsuji (1997), izmantojot sešus atšķirīgus atmosfēras modeļus, ieguva C/O attiecību robežās no 3.4 līdz 20. Modelim ar līdzīgiem kā HD112869 atmosfēras parametriem (skat. 2.1. tabula) un reālistiskāku skābekļa koncentrāciju atmosfērā, $[O/Fe] = +0.5$ dex, Aoki un Tsuji (1997) iegūst $C/O = 6.3$. Līdz ar to mūsu pētījumā aprēķinātā C/O vērtība ir tuvāka Aoki un Tsuji (1997) iegūtajiem rezultātiem. Jāpiebilst gan, ka skābekļa koncentrācija HD112869 atmosfērā tiešā veidā, izmantojot spektroskopijas metodes, joprojām neviens nav noteicis. Mūsu un Kipper (1992) aprēķinātās slāpekļa koncentrācijas atšķirību (~ 2.3 dex) daļēji var izskaidrot ar atšķirīgām oglekļa koncentrācijas vērtībām modelī. HD112869 spektrā līdz šim nevienam nav izdevies pārliecinoši identificēt oglekļa izotopu molekulārās līnijas. Spektra modelēšana liecina par ļoti zemu ^{13}C izotopa koncentrāciju, robežās no $^{12}C/^{13}C = 50$ (Kipper 1992) līdz 5000 (Tsuji et al. 1991; Aoki & Tsuji 1997). Mūsu pētījumā iegūtā $^{12}C/^{13}C$ vērtība apstiprina un precizē Aoki un Tsuji (1997) rezultātus.

Kipper (1992) iegūst ļoti augstu vidējo neitronu satveršanas elementu koncentrāciju HD112869 atmosfērā: $[n/Fe] \approx +2.5$ dex, normējot uz paša aprēķināto zemo dzelzs koncentrāciju: $[Fe/H] = -2.9$ dex. Šis rezultāts būtiski atšķiras no mūsu iegūtajiem rezultātiem. Atšķirības iemesli nav īsti skaidri, tomēr Kipper (1992) rakstā paskaidro, ka dēļ līniju blendēšanās spektrā, aprēķinātās koncentrāciju vērtības varētu būt maksimālās jeb koncentrāciju augšējā robeža. Tādējādi, Kipper (1992) aprēķinātā ļoti augstā smago elementu koncentrācija varētu būt saistīta ar vērā neņemto molekulāro blendēšanos spektrā un/vai spektra normēšanas problēmām. Jāpiebilst, ka mūsu pētījumā tika izvēlētas tikai dažas relatīvi mazblendētas līnijas tajos spektra diapazonos, kuros molekulārās blendēšanās ir minimāla. Mūsu secinājumu apstiprina arī fakts, ka arī salīdzinājuma zvaigznei HD25408 Kipper et al. (1996) iegūst pārāk augstas s-procesa elementu koncentrācijas (skat. 2.1. tabulu), salīdzinot ar pārējiem, kas liecina par sistemātisku kļūdu.

5. IRAS2272+5435 PĒTĪJUMU REZULTĀTI

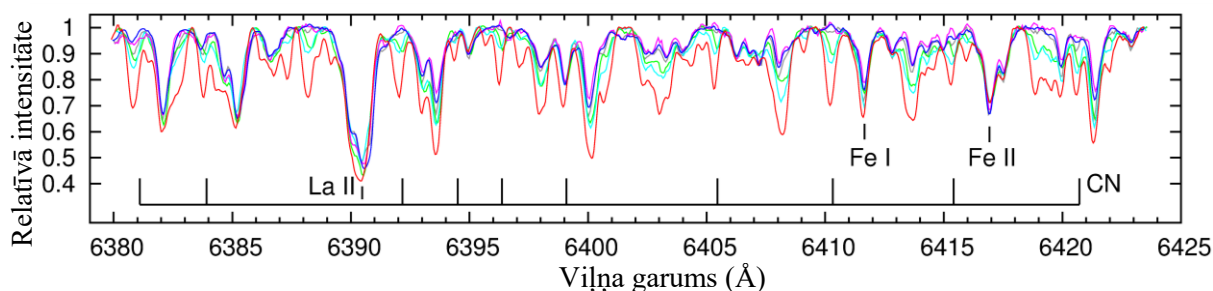
5.1. Spektra raksturojums un kvalitatīva analīze

IRAS2272+5435 spektrs optiskajā diapazonā ir daudz sarežģītāks, nekā tipiskām līdzīgas temperatūras zvaigznēm. Tas saistīts gan ar ķīmiskā sastāva anomālijām, gan komplicēto PPN uzbūvi. Neitronu satveršanas procesā sintezēto elementu koncentrācija zvaigznē ir ļoti augsta, tāpēc spektrā ir redzamas ļoti daudzas smago elementu līnijas. Šīs daudzskaitlīgās līnijas blendē citu elementu līnijas, apgrūtinot spektru kvantitatīvu analīzi. Spektrā ir redzamas arī vājas un šauras molekulārās C_2 un CN līnijas. Domājams, ka tās formējas apzvaigznes apvalkā, kas izveidojies masas zaudēšanas procesos AGB evolūcijas stadijā. Dažos spektros ir redzamas arī platākas C_2 un CN līnijas, salīdzinot ar AGB apvalka līnijām (skat. 5.1. un 5.2. attēlu), un šo līniju intensitāte mainās laikā. Salīdzinot iegūtos spektros plašā viļņu garumu diapazonā, mēs konstatējam, ka lielākai daļai absorbcijas līniju intensitāte mainās laikā skalā no dažiem mēnešiem līdz dažiem gadiem. Mēs identificējam arī nelielu skaitu līniju, kuru profili izmainās vienas nedēļas laikā. Tika konstatēta arī C_2 līniju intensitātes korelācija ar zvaigznes pulsāciju fāzi – Svana sistēmas līnijas ir vājākas spožuma maksimuma tuvumā (piem., 2010. gada septembrī un 2008. gada februārī), un intensīvākas spožuma minimumā (piem., 2011. gada novembrī un 2006. gada oktobrī). Spektros ir labi redzama plato C_2 līniju viļņu garumu nobīde attiecībā pret nelielas intensitātes atomārajām līnijām, kuras formējas dziļākos atmosfēras slāņos zvaigznes fotosfērā.



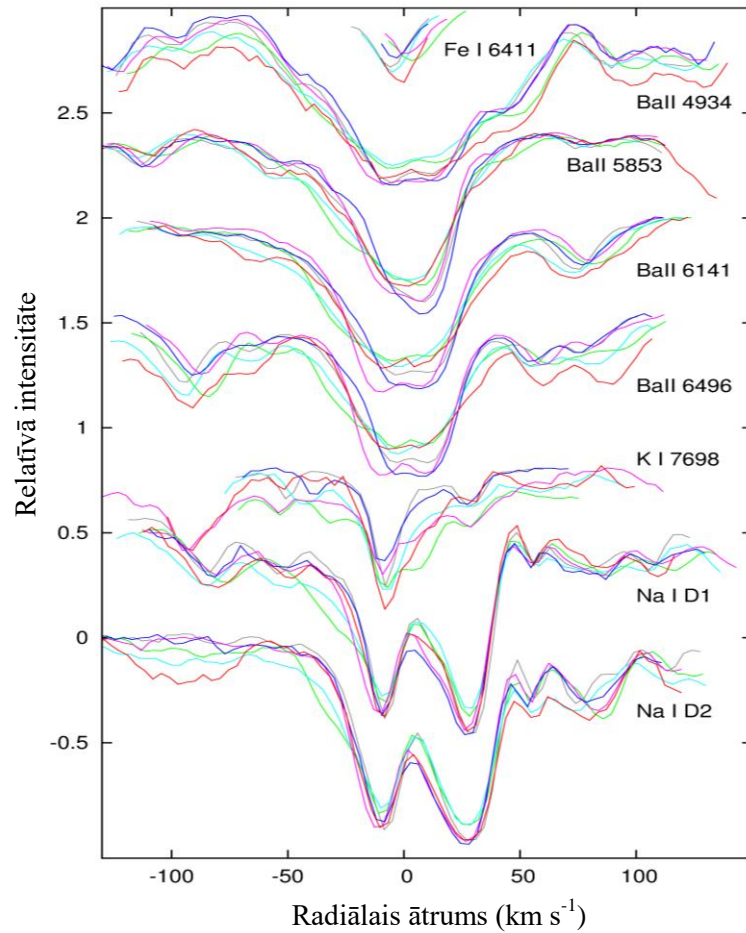
5.1. attēls. IRAS2272+5435 spektri viļņu garumu diapazonā no 5616 līdz 5648 Å: novērojumi veikti 2002. gada novembrī (pelēka krāsa; fāze = 0.5), 2006. gada oktobrī (ciāna zils; fāze = 0.9), 2006. gada novembrī (zaļš; fāze = 0.2), 2008. gada februārī (rozā; fāze = 0.5), 2010. gada septembrī (zils; fāze = 0.5) un 2011. gada novembrī (sarkans; fāze = 0.0). Spekturu viļņu garumu skala tika saskaņota, ņemot vērā fotosfēras radiālo ātrumu (skat. 3.3. tabula). Attēlā ir atzīmētas C_2 Svana (0,1) sistēmas joslas galva un dažas mazāk blendētās molekulu un atomu līnijas.

Salīdzinot spektrus, mēs konstatējam, ka CN Sarkanās sistēmas līniju un C₂ Svana sistēmas līniju mainīguma raksturs ir līdzīgs (skat. 5.2. attēlu). Bez tam, spožuma maksimuma brīdī zvaigznes spektrā mēs pamanījām arī vājas CN (5,1) Sarkanās sistēmas emisijas līnijas. Mēs arī konstatējam, ka daļa intensīvo atomu līniju profilu ir netipiski plati un sašķelti 2 vai 3 komponentēs, kuras ir daļēji izšķirtas pie izmantotā spektrogrāfa izšķirtspējas (skat. 5.3. attēlu).



5.2. attēls. IRAS22272+5435 spektri viļņu garumu diapazonā no 6380 līdz 6423 Å: 2002. gada novembris (pelēkā krāsā; fāze = 0.5), 2006. gada oktobris (ciāna zils; fāze = 0.9), 2006. gada novembris (zaļš; fāze = 0.2), 2008. gada februāris (rozā; fāze = 0.5), 2010. gada septembris (zils; fāze = 0.5) un 2011. gada novembris (sarkans; fāze = 0.0). Viļņa garumu skala ir koriģēta, ņemot vērā fotosfēras radiālo ātrumu. Attēlā ir atzīmētas CN Sarkanās sistēmas (5,1) līnijas un divas minimāli blendētas dzelzs līnijas. Redzama arī plata un mainīga absorbcijas detaļa, kurā galveno ieguldījumu dod La II līnija. Spožuma maksimumā zvaigznes spektrā parādās vājas CN emisijas līnijas.

Salīdzinot septiņus 2010. gada septembrī iegūtos spektrus, mēs konstatējam statistiski nozīmīgas izmaiņas tikai dažās intensīvākajās līnijās. Tādēļ mēs summējām 12 dienu intervālā iegūtos spektrus, lai palielinātu summārā spektra S/N attiecību, kas ir sevišķi būtiski īsviļņu diapazonā. Līdzīga spektru summēšana tika veikta arī sešiem spektriem, kuri iegūti 2011. gada novembrī vienas nedēļas laikā. Saskaņā ar fotometrijas datiem, zvaigzne IRAS22272+5435 sasniedz spožuma maksimumu 2010. gada septembrī, bet 2011. gada novembrī tā atrodas spožuma minimumā. Izmantojot summāros spektrus abos spožuma ekstrēmos, tika veikta IRAS22272+5435 spektra kvantitatīva analīze.



5.3. attēls. Septiņas intensīvas līnijas ar zemu ierosināšanas potenciālu IRAS22272+5435 spektrā: 2002. gada novembris (pelēks), 2006. gada oktobris (ciāna zils), 2006. gada novembris (zaļš), 2008. gada februāris (rozā), 2010. gada septembris (zils) un 2011. gada novembris (sarkans), attēlotas radiālā ātruma skalā attiecībā pret zvaigznes masas centru. Salīdzinājumam augšā ir dota fotosfēras Fe I 6411.65 Å līnija (EW ~ 100 mÅ; LEP = 3.65 eV).

5.2. Atmosfēras parametri, modelis un spektra sintēze

IRAS22272+5435 centrālās zvaigznes efektīvā temperatūra tika noteikta, izmantojot līnijas ar dažādiem ierosināšanas potenciāliem, variējot temperatūru un katrai T_{eff} aprēķinot dzelzs koncentrāciju. Saskaņā ar ierosināšanas potenciāla līdzsvara nosacījumu, iegūtā dzelzs koncentrācija nevar būt atkarīga no izmantotās līnijas ierosināšanas potenciāla. Grafiski attēlojot individuālās koncentrācijas vērtību katrai līnijai atkarībā no līnijas ierosināšanas potenciālu, neveidojas trends. Izmanojot šo metodi, Začs et al. (1995) spektroskopiski ar atmosfēru modeļu metodi noteica IRAS22272+5435 efektīvās temperatūras vērtību, $T_{eff} = 5600 \pm 250$ K, kuru vēlāk kļūdu robežās apstiprināja Reddy et al. (2002): $T_{eff} = 5750$ K. Izmantojot citu metodi, enerģijas sadalījuma modelēšanu IRAS22272+5435 nepārtrauktajā spektrā un izmantojot starpzvaigžņu ekstinkciju $A_V = 2.5$ mag, tika iegūta $T_{eff} \sim 5800$ K (Ueta et al. 2001), Šāda ekstinkcija tomēr ir lielāka, nekā empīriski ir noteikts debess apgabalam, kurā atrodas IRAS22272+5435, ja vien attālums līdz zvaigznei ir 1.6 kpc (Neckel & Klare 1980). Cita efektīvās temperatūras noteikšana metode, izmantojot krāsu indeksus, post-AGB zvaigžņu gadījumā nav precīza, jo ķīmiskā sastāva īpatnības un putekļu apvalks ietekmē standarta fotometriskos krāsu indeksus. Novērojumi rāda, ka IRAS22272+5435 fotometriskie krāsu indeksi laikā mainās dēļ pulsācijām. Pulsāciju rezultātā mainās temperatūra zvaigznes fotosfērā, kur formējas lielākā daļa spektrā redzamo absorbcijas līnijas, tātad zvaigznes spektram pulsāciju cikla laikā vajadzētu mainīties. Izmantojot krāsu indeksu ($V-R_C$), kuru mazāk ietekmē nepārtrauktā spektra anomālijas salīdzinot ar ($B-V$), tika veikts aptuvens zvaigznes temperatūras izmaiņu novērtējums pulsāciju cikla laikā. Mēs izmantojām ($V-R_C$) vērtību spožuma maksimumā 2010. gada septembrī un spožuma minimumā 2011. gada novembrī, kad tika iegūtas divas augstas izšķirtspējas spektru sērijas, lai novērtētu temperatūras izmaiņu diapazonu. Pieņemot, ka krāsas un temperatūras atkarība IRAS 22272+5435 un tipiskam pārmilzim ir līdzīga, $\delta(V-R_C) \approx 0.12$ mag izmaiņas zvaigznei ar $T_{eff} = 5750$ K liecina par $\delta T_{eff} \sim 500$ K izmaiņām saskaņā ar Johnson (1966) kalibrāciju. Turpmāk zvaigznes spektra modelēšanai un atbilstošo spektra izmaiņu novērtēšanai mēs izmantojām divas temperatūras: $T_{eff} = 5750$ K un 5250 K. Karstākais modelis apraksta zvaigzni spožuma maksimumā, bet aukstākais - spožuma minimumā.

IRAS22272+5435 atmosfēras modeļos tika izmantota brīvās krišanas paātrinājuma vērtība, $\log g = 0.5$ (cgs), kas ir tipiska post-AGB zvaigznēm (Pereira et al. 2012). Līdzīgu g dod atmosfēru modeļu metode, pielietojot jonizācijas līdzsvara nosacījumu dzelzs līnijām, ka aprēķinātā dzelzs koncentrācijas vērtība nevar būt atkarīga no līnijas jonizācijas pakāpes. Spektra sintēzē tika izmantoti arī daži atmosfēras modeļi ar zemāku T_{eff} un atšķirīgu brīvās

krišanas paātrinājumu robežās no $\log g$ 0.0 līdz 1.5 (cgs). Vidējā $\log g$ vērtība post-AGB zvaigznēm ar $T_{\text{eff}} = 5750$ K un 5250 K ir atbilstoši 0.5 un 0.2 (cgs) (Pereira et al. 2012,

Aprēķinos izmantotais mikroturbulences ātrums $\zeta_t = 4.5$ km s⁻¹ labi saskan ar vidējo aritmētisko no publicētajiem (Začs et al. 1995, 1999; Reddy et al. 2002), kas ir noteikti ar atmosfēras modeļu metodi pieņemot, ka aprēķinātā elementa koncentrācija nevar būt atkarīga no izmantotās līnijas intensitātes (ekvivalentā platuma). Začs et al. (1999) konstatēja, ka IRAS22272+5435 mikroturbulences ātruma vērtība ir atkarīga no izmantoto līniju intensitātes – pielietojot modelēšanā intensīvākas līnijas tika iegūta lielāka mikroturbulences vērtība.

Spektru modelēšanai mēs izmantojām sekojošas koncentrācijas. CNO elementu vērtības tika ņemtas no darba Reddy et al. (2002), [C/H] = 0.17 dex, [N/H] = -0.24 dex un [O/H] = -0.30 dex, un atbilstošo koncentrāciju attiecību C/O = 1.6. Tika izmantota pazemināta dzelzs koncentrācija, [Fe/H] = -0.7 dex, un paaugstināta visu neitronu satveršanas procesa elementu koncentrācija, [n/H] = +1.5 dex. Visiem pārējiem elementiem tika izmantotas Saules fotosfēras koncentrāciju normētas vērtības: [X/Fe] = 0.0. IRAS22272+5435 spektra salīdzināšana ar atomāro sintētisko spektru liecina, ka izmantotās atmosfēras parametru un koncentrāciju vērtības kopumā ir pareizas. Dažiem elementiem tika konstatēta koncentrāciju atšķirība, kas pārsniedz 0.2 dex, salīdzinot ar Reddy et al. (2002). Literatūrā publicētie atmosfēru parametri un koncentrāciju vērtības ir apkopoti 5.1. tabulā.

IRAS22272+5435 atmosfērā atomārās līnijas formējas dažādā dziļumā un pulsāciju ietekme uz līnijām ir atšķirīga. Hidrostatiskais zvaigznes atmosfēras modelis nevar korekti aprakstīt visu līniju formēšanos. Saskaņā ar jaunākajiem pētījumiem, dinamiskie atmosfēras modeļi labāk apraksta garperioda maiņzvaigžņu spektrus, taču to pielietojums praksē ir komplikēts. Tomēr vairumam spektra līniju ar dinamisko modeli aprēķinātās intensitātes izmaiņas pulsāciju cikla laikā ir līdzīgas tām izmaiņām, kuras iegūsts ar hidrostatisko modeļu sēriju, variējot tikai modeļa temperatūru, bet saglabājot nemainīgu brīvās krišanas paātrinājumu (Lebzelter et al. 2014). Tiek sagaidīts, ka hidrostatiskie modeļi pietiekami precīzi apraksta mazas un vidējas intensitātes absorbcijas līnijas, kuras formējas dziļi zvaigznes atmosfērā. Publicētie rezultāti liecina, ka hidrostatiskie modeļi labi apraksta aukstu pusregulāru oglekļa maiņzvaigžņu spektrus plašā viļņu garuma diapazonā no 0.7 līdz 2.5 μm - (Loidl et al. 2001).

5.1. tabula. IRAS22272+5435 raksturlielumi saskaņā ar publikācijām: Začs *et al.* (1995) – 1, Začs *et al.* (1999) – 2, Reddy *et al.* (2002) – 3, Ueta *et al.* (2001) – 4. [n/H] ir neitronu satveršanas procesā sintezēto elementu vidējā koncentrācija

T_{eff} (K)	$\log g$ (cgs)	ξ_r (km s^{-1})	[Fe/H] (dex)	[C/H] (dex)	[N/H] (dex)	[O/H] (dex)	[n/H] ^a (dex)	References
5600	0.5	3.7	-0.49	+1.19	...	-0.10	+1.9 (6)	(1)
5600	0.5	3.7, 7.0	-0.5	+0.8	...	-0.2	+1.5 (17)	(2)
5750	0.5	4.5	-0.82	+0.17	-0.24	-0.30	+1.2 (7)	(3)
5800	(4)

Spektru modelēšanai sākuma etapā mēs izmantojām standarta atmosfēras modeļus, kas aprēķināti (normētām) Saules elementu koncentrācijām (Kurucz 1993), un iegūtos rezultātus salīdzinājām ar literatūrā publicētajām vērtībām. Pēc tam tika aprēķināti jauni modeļi vairākām efektīvās temperatūras, brīvā krišanas paātrinājuma, un ķīmiskā sastāva vērtībām (skat. 5.2. tabulu) ar mērķi pārbaudīt vai/kā modeļa izvēle ietekmē aprēķināto spektru. Jaunie modeļi tika aprēķināti, izmantojot SAM12 kodu (Pavlenko 2003; skat. 3.2. nodaļu šajā darbā). Tā kā atmosfēras modeļa struktūra ir atkarīga no ķīmiskā sastāva, aprēķinos tika izmantotas reālās IRAS22227+5435 elementu koncentrācijas: vidējais svērtais metālskums [Fe/H] = -0.7 dex un oglekļa un skābekļa koncentrācijas no publikācijas Reddy *et al.* (2002). Neitronu satveršanas procesā sintezēto elementu publicētās koncentrācijas atšķiras un starpība atsevišķos gadījumos ir lielāka par kļūdu (Začs *et al.* 1995, 1999; Reddy *et al.* 2002). Tāpēc SAM12 modeļos visiem neitronu satveršanas procesā sintezētajiem elementiem tika piešķirta 31.6 reizes ([n/H] = +1.5 dex ir vidējā koncentrācija 17 elementiem) lielāka koncentrācija nekā Saules fotosfērā.

5.2. tabula. SAM12 atmosfēras modeļu sērija, kura tika izmantota IRAS22227+5435 spektra modelēšanai

T_{eff} (K)	$\log g$ (cgs)	[M/H] (dex)	C/O	[n/H] (dex)
5750	1.5	-0.7	1.6	+1.5
5750	0.5	-0.7	1.6	+1.5
5750	0.1	-0.7	1.6	+1.5
5250	0.5	-0.7	1.6	+1.5
5250	0.0	-0.7	1.6	+1.5
4750	0.5	-0.7	1.6	+1.5
4750	0.0	-0.7	1.6	+1.5

Mēs secinājām, ka modeļu raksturlielumi (piemēram, temperatūra atkarībā no dziļuma atmosfērā) ir līdzīgi, tomēr SAM12 modeļi ārējie atmosfēras slāņi ir aukstāki salīdzinājumā ar standarta modeli.

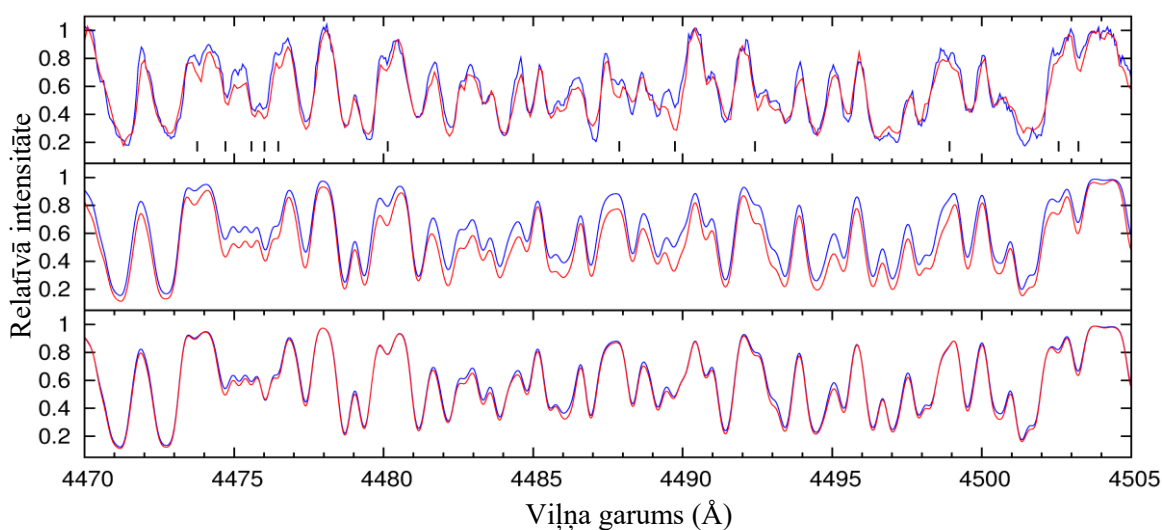
5.2. Atomārās līnijas

Salīdzinot IRAS22227+5435 spektrus, tika konstatēts, ka lielākā daļa absorbcijas līniju mainās laikā. Lielākās izmaiņas tika novērotas molekulārajām līnijām. Liels skaits dažādas intensitātes oglekli saturošu molekulāro līniju blendē atomārās līnijas visā spektra diapazonā, īpaši zvaigznes spožuma minimuma tuvumā, imitējot blendēto atomāro līniju variācijas. No otras puses, arī neblendētas atomārās līnijas varētu būt mainīgas, jo pulsācijas cikla laikā zvaigznes atmosfēras parametri izmainās. Atomāro līniju iespējamās intensitātes izmaiņas tika pētītas zilajā viļņa garuma diapazonā, kur visās pulsāciju cikla fāzēs molekulāro līniju ieguldījums ir vismazākais. 2010. gada septembrī spožuma maksimumā novērotā spektra un 2011. gada novembrī spožuma minimumā novērotā spektra salīdzinājums ir dots 5.4. attēlā. Fotometriskam krāsu indeksam šajos laika momentos ir ekstremālas vērtības un tas apstiprina, ka zvaigzne ir zilāka (karstāka), kad tā ir spožāka. Attēlā redzams, ka lielākā daļa līniju nedaudz maina intensitāti. Daļa līniju uzrāda lielākas intensitātes izmaiņas starp spožuma un krāsas indeksa maksimuma un minimuma momentiem. 5.4. attēlā ir atzīmētas līnijas ar lielākajām intensitātes izmaiņām, kuras tika identificētas ar zema ierosināšanas potenciāla atomu līnijām (5.3. tabula).

5.3. tabula. Atomārās līnijas zilajā viļņu garumu diapazonā, kuras uzrāda ievērojamas intensitātes izmaiņas, salīdzinot zvaigznes spektrus spožuma maksimumā un minimumā. Tabulā dota līniju identifikācija, laboratorijas viļņa garums, ierosināšanas potenciāls un oscilatora stiprums. Izmantota VALD3 datu bāze: <http://www.astro.uu.se/valdwiki/VALD3linelists> (skat. Atsauces)

Species	Wavelength (Å)	LEP (eV)	log <i>gf</i>	References
Ce II	4473.77	1.48	-0.489	PQWB
V I	4474.71	1.89	0.037	K09
Nd II	4475.58	0.06	-1.827	MC
Fe I	4476.02	2.84	-0.819	K07
Fe I	4476.07	3.69	-0.175	K07
Sm II	4476.48	0.38	-1.759	XSQG
Ce II	4476.51	0.74	-1.860	PQWB
Fe I	4480.14	3.05	-1.932	BWL
Ce II	4487.88	1.49	-0.789	PQWB
Fe I	4489.74	0.12	-3.966	K07
Pr II	4492.42	0.42	-1.153	MC
Ce II	4498.92	1.32	-1.349	PQWB
Ce II	4502.57	1.25	-1.250	PQWB
Dy II	4503.23	0.93	-1.487	MC

Spektra izmaiņas, mainoties temperatūrai pulsāciju cikla laikā, tika modelētas, izmantojot IRAS22272+5435 karsto un auksto atmosfēras modeli. Iegūtie sintētiskie spektri modeļiem ar efektīvo temperatūru: $T_{\text{eff}} = 5750$ un 5250 K, ir parādīti 5.4. attēlā (vidējā sekcija). Temperatūras maiņas ietekme ir ļoti pamanāma daudzās atomārajās līnijās, piemēram, Ce II 4473.77 Å, Sm II, Ce II 4476.5 Å, Fe I 4489.74 Å, Pr II 4492.42 Å un Dy II 4503.23 Å. Līniju intensitātes izmaiņas mainoties brīvās krišanas paātrinājumam ir relatīvi neliela (skat. 5.4. attēla apakšējā sekcija). Mēs secinājam, ka nelielas un vidējas intensitātes atomāro līniju intensitātes izmaiņas pulsācijas cikla laikā izraisa temperatūras nevis gravitācijas izmaiņas.



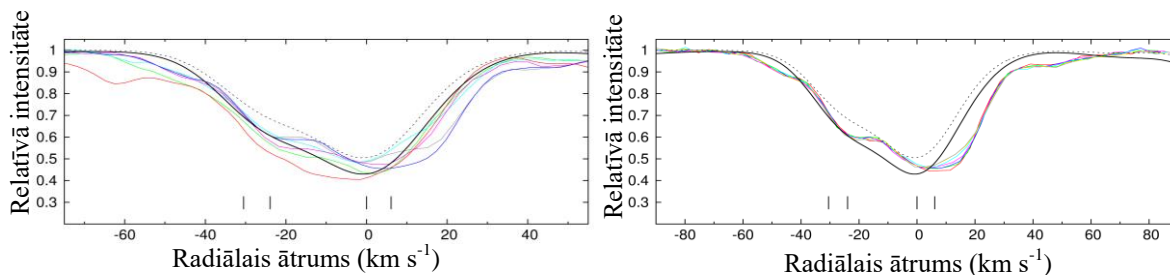
5.4. attēls. IRAS22272+5435 summārais spektrs spožuma maksimumā 2010. gada septembrī (zilā krāsā), salīdzinājumā ar spektru spožuma minimumā 2011. gada novembrī (sarkanā krāsā), attēloti viļņa garumu diapazonā no 4470 līdz 4505 Å (augšējā sekcija). Spektrā atzīmētas visvairāk mainīgās līnijas. Salīdzinājumam doti sintētiskie spektri (vidējā sekcija), kuri aprēķināti ar SAM12 atmosfēras modeļiem: $\log g = 0.5$ (cgs) un divām efektīvajām temperatūrām: $T_{\text{eff}} = 5750$ K (zilā krāsā) un 5250 K (sarkanā krāsā). Sintētiskie spektri, kas aprēķināti modelim ar $T_{\text{eff}} = 5750$ K un divām brīvās krišanas paātrinājuma vērtībām: $\log g = 0.5$ (zilā krāsā) un 0.1 (sarkanā krāsā) ir doti apakšējā sekcijā.

Novēroto spektru analīzes rezultātā tika konstatēts, ka dažas atomārās līnijas ir ārkārtīgi platas un sašķeltas. Ba II 4934, 5853, 6141 un 6496 Å četru līniju, K I 7698 Å līnijas un Na I D12 dubleta profili radiālā ātruma skalā attiecībā pret zvaigznes masas centru, kas pārvietojas ar ātrumu $RV_{\odot} = -40.8 \text{ km s}^{-1}$, ir attēloti 5.3. attēlā. Visas atlasītās līnijas ir rezonanses līnijas vai zemu ierosināšanas potenciālu, kuru centrālās daļas formējas galvenokārt zvaigznes atmosfēras ārējos slāņos. Salīdzinājumam grafikā ir parādīta nelielas intensitātes fotosfēras Fe I 6411.65 Å līnijas profils. Redzams, ka sašķelto līniju komponentes atrodas radiālā ātruma diapazonā no apmēram -50 līdz $+50 \text{ km s}^{-1}$ attiecībā pret masas centru. Šo komponentu

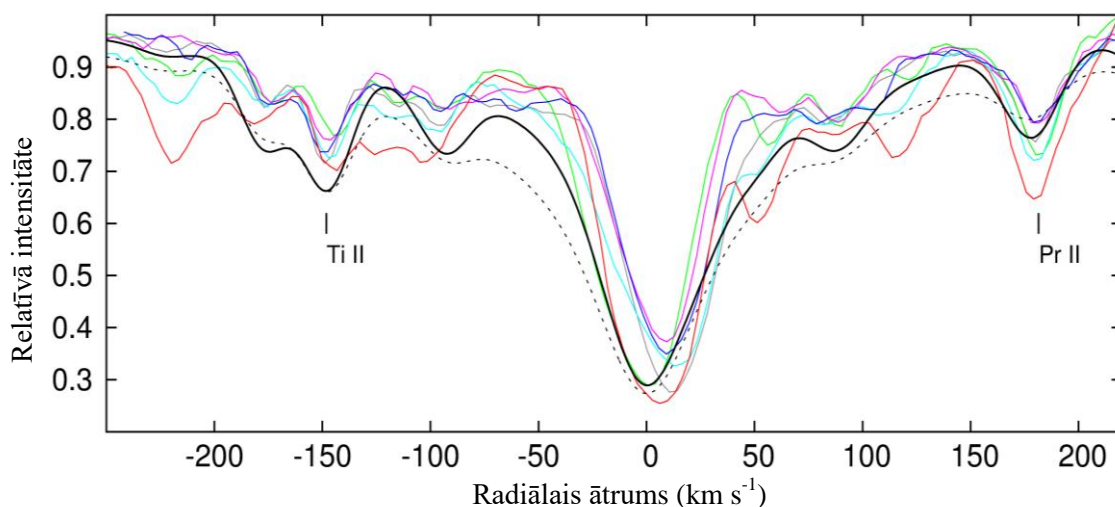
intensitāte un radiālais ātrums ir atkarīgi no pulsācijas fāzes. Laikā mainīgas komponentes, kas ir nobīdīta uz sarkano viļņu garuma pusi, ir saskatāma arī Na I D12 un K I līniju profilos pie apmēram 25 km s^{-1} un Na I D12 profilā pie apmēram 60 km s^{-1} . Izmaiņas šo līniju īsvilņu daļā (spārnos) ir nepārprotami redzamas 2006. gada oktobrī un novembrī novērotajos spektros pie apmēram 50 km s^{-1} . Viena šāda plata un sašķelta absorbcijas līnija La II pie 6390 \AA tika analizēta detalizēti, izmantojot kvantitatīvas metodes (skat. 5.5. attēlu). Lai izprastu sašķelšanās iemeslus, spektra modelēšanai paredzētajā līniju sarakstā tika iekļautas arī vājākas līnijas, kas blendē intensīvo La II līniju. Aprēķinos izmantoto līniju pozīcijas, saskaņā ar VALD3 datubāzi, ir parādītas 5.6. attēlā: Sm II 6389.83 \AA , Nd II 6389.97 \AA , La II 6390.48 \AA un Ce II 6390.61 \AA . La II profils tika aprēķināts, izmantojot karsto un auksto atmosfēras modeli $T_{\text{eff}} = 5750 \text{ K}$ un 5250 K , tomēr sintezētie profili nespēj aprakstīt tās komponentes, kas nobīdītas uz zilo un sarkano viļņu garuma pusi. Profila izmaiņas laikā, domājams, liecina, ka IRAS22272+5435 atmosfēras ārējā daļā vienlaicīgi eksistē augšup un lejup ejoši slāņi, un izmantotais atmosfēras modelis nespēj aprakstīt šādus dinamiskos efektus. Izmantojot spektru sēriju zvaigznes spožuma maksimuma (2010. gada septembris) un minimuma (2011. gada novembris) tuvumā, mēs pārbaudījām sašķelto atomu līniju īstermiņa mainīgumu. Šādas analīzes piemērs ir redzams 5.5. attēlā (labajā pusē), kur parādīts La II 6390.48 \AA līnijas profils. Mēs konstatējām statistiski nozīmīgas izmaiņas līnijas profila pusē, kura nobīdīta par $\sim 10 \text{ km s}^{-1}$ uz sarkano viļņu garumu pusi attiecībā pret zvaigznes fotosfēru. Novērojumi liecina, ka laika intervālā no 17. līdz 28. septembrim šīs komponentes intensitāte pakāpeniski samazinās. Šādas straujas izmaiņas tika novērotas lielākajai daļai no sašķeltajām līnijām. Domājams, ka straujas izmaiņas līniju profilos liecina par pulsāciju radītu triecienviļņu eksistenci zvaigznes atmosfēras augšējos slāņos.

Balmera H_{α} līnijas profils IRAS22272+5435 spektrā ir komplicēts un mainīgs laikā. Platie absorbcijas līnijas spārnī aptuveni atbilst tiem, kas modelēti pārmilzīm ar $T_{\text{eff}} = 5250 \text{ K}$. Tomēr profila centrālā daļa uzrāda apzvaigznes gāzu un putekļu apvalkam raksturīgu (*shell-like*) emisiju ar absorbciju tās centrā (5.6. attēls). Šādi profili ar absorbciju emisijas līnijas centrā parasti ir sastopami F spektra klases PPN spektros (Hrivnak & Reddy 2003). IRAS22272+5435 spektrā absorbcijas līnijas abās pusēs emisijas komponentes ir vienāda augstuma un izmaiņas laikā, salīdzinājumā ar aprēķiniem, ir parādītas 5.6. attēlā. Centrālās absorbcijas detaļas intensitāte un pozīcija mainās attiecībā pret aprēķināto profilu. 2006. gada novembrī iegūtajā spektrā centrālās absorbcijas pozīcija un intensitāte labi saskan ar aprēķināto spektru. Citos spektros centrālā absorbcija ir nobīdīta uz sarkano viļņu garumu pusi attiecībā pret fotosfēras ātrumu. 2002. gada novembra, 2006. gada oktobra un novembra, 2008. gada februāra, 2010. gada septembra un 2011. gada novembra spektros centrālās

absorbcijas radiālais ātrums attiecībā pret masas centru ir attiecīgi $\delta RV = +7.5, +9.7, +3.8, +9.7, +8.9$ un $+4.8 \text{ km s}^{-1}$. Tādējādi, Balmera H_α līnijas centrālā daļa visos IRAS22272+5435 spektros ir nobīdīta uz sarkano viļņu garumu pusi attiecībā pret masas centra ātrumu. Tomēr, Balmera sērijas H_β līnijas radiālais ātrums sakrīt apmēram ar fotosfēras ātrumu.



5.5. attēls. La II līnijas pie 6390 Å profils radiālā ātrumā skalā attiecībā pret fotosfēras ātrumu. Kreisajā pusē: dažādos laika momentos iegūti IRAS22272+5435 spektri: 2002. gada novembris (pelēks), 2006. gada oktobris (ciāna zils), 2006. gada novembris (zaļš), 2008. gada februāris (rozā), 2010. gada septembris (zils) un 2011. gada novembris (sarkans). Labajā pusē: IRAS22272+5435 spektru sērija, kas iegūta 2010. gada 17. (sarkans), 20. (zaļš), 21. (zils), 22. (rozā), 25. (ciāna zils), 27. (pelēks) un 28. (dzeltens) septembrī. Ar vertikālām līnijām atzīmētas četru atomu līniju pozīcijas, kuras veido līnijas profilu. Dots arī līniju modelētie profili, izmantojot SAM12 atmosfēras modeļus ar $\log g = 0.5$ (cgs) un divām efektīvajām temperatūrām: $T_{\text{eff}} = 5750 \text{ K}$ (melna raustīta līnija) un 5250 K (melna nepārtraukta līnija). Sintētiskie profili neaprasa līnijas komponentes, kas nobīdītas uz zilo un sarkano viļņu garuma pusi.

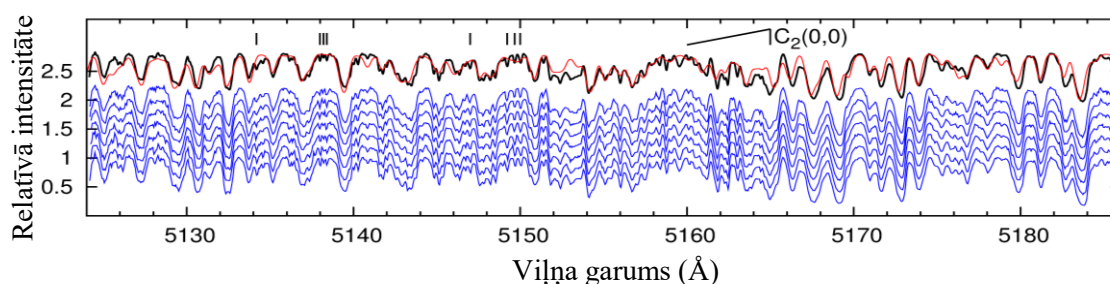


5.6. attēls. H_α līnijas profils radiālā ātrumā skalā attiecībā pret fotosfēras ātrumu IRAS22272+5435 spektros, kuri iegūti 2002. gada novembrī (pelēks), 2006. gada oktobrī (ciāna zils), 2006. gada novembrī (zaļš), 2008. gada februārī (rozā), 2010. gada septembrī (zils) un 2011. gada novembrī (sarkans). Dots arī sintētiskie spektri, kas aprēķināti izmantojot SAM12 atmosfēras modeļus ar $\log g = 0.5$ (cgs) divām efektīvajām temperatūrām: $T_{\text{eff}} = 5750 \text{ K}$ (melna raustīta līnija) un 5250 K (melna nepārtraukta līnija).

5.3. C₂ Svana sistēmas līnijas

Salīdzinot IRAS22272+5435 augstas izšķirtspējas spektrus, kas iegūti dažādos laika momentos, mēs pamanījām ievērojamas intensitātes izmaiņas viļņa garuma diapazonos, kur atrodas C₂ molekulas Svana sistēmas joslu galvas. Mēs rūpīgi izpētījām spektra apgabalus ap C₂ Svana sistēmas joslas galvu (0,0) pie 5165 Å un joslas galvu (0,1) pie 5635 Å. Mēs modelējām spektru, variējot atmosfēras modeļu efektīvo temperatūru un izmērījām C₂ līniju radiālos ātrumus, lai izprastu mainīguma cēloni.

5.7. attēlā ir redzami septiņi IRAS22272+5435 augstas izšķirtspējas spektri viļņa garumu diapazonā no 5125 Å līdz 5187 Å, kas tika uzņemti zvaigznes spožuma maksimuma (krāsas indeksa minimuma) laikā no 2010. gada 17. līdz 28. septembrim. Lai individuālos spektrus labāk varētu izšķirt, tie intensitātes skalā ir nobīdīti par konstanti. Salīdzinot spektrus netika konstatētas līniju intensitātes un viļņu garumu izmaiņas. Spektri tika summēti, lai iegūtu vienu kombinētu spektru ar ļoti augstu *S/N* vērtību. Šis kombinētais spektrs ir redzams 5.7. attēla augšējā daļā. Mēs salīdzinājām summēto IRAS22272+5435 spektru ar sintētisko spektru, kas tika aprēķināts ar standarta modeli (*Kurucz* 1993) atmosfēras parametriem: $T_{\text{eff}} = 5750$ K, $\log g = 0.5$, $[M] = -0.5$ (*Reddy et al.* 2002) un atmosfēras ķīmiskam sastāvam, saskaņā ar doto 5.2. nodaļā. Attēlā redzams, ka sintētiskais spektrs kopumā labi apraksta novērojumus, apstiprinot atmosfēras parametru un koncentrāciju pareizu izvēli. Tomēr absorbcijas līniju intensitāte pie 5165 Å novērojumos ir nedaudz lielākā nekā sintētiskajā spektrā.



5.7. attēls. Septiņi augstas izšķirtspējas IRAS22272+5435 spektri C₂ Svana sistēmas (0,0) 5165 Å joslas galvas rajonā, kas iegūti zvaigznes spožuma maksimumā 2010. gada 17., 20., 21., 22., 25., 27. un 28. septembrī (zils), Viļņa garumu skala tika koriģēta par fotosfēras radiālo ātrumu. Augšējais spektrs (melns) ir individuālo spektru (zils) summa. Sintētiskais spektrs (sarkans) ir aprēķināts ar standarta modeli (*Kurucz* 1993) atmosfēras parametriem: $T_{\text{eff}} = 5750$ K, $\log g = 0.5$, $\zeta_t = 4.5$ km s⁻¹. Ar vertikālām līnijām ir atzīmētas astoņas vājas un šauras C₂ līnijas, kas formējas zvaigznes CSE (skat. 5.4. tabula).

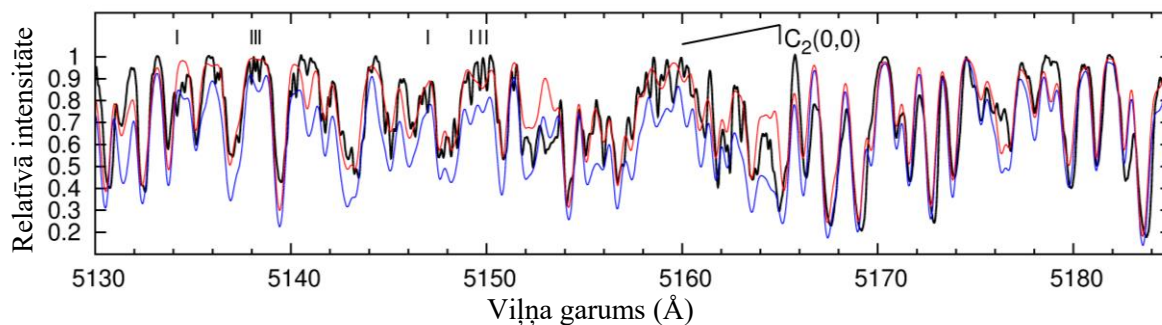
Mēs pamanījām arī vājas un šauras līnijas spektrā uz zilo viļņu garumu pusi no C₂ (0,0) 5165 galvas, kuras identificējām ar C₂ līnijām (skat. 5.4. tabula).

5.4. tabula. Molekulārās līnijas IRAS22272+5435 spektrā, kurām konstatēta zilā nobīde. Tabulā ir dots līnijas laboratorijas viļņa garums, identifikācija, radiālais ātrums attiecībā pret zvaigznes masas centru (δRV), un līnijas platumu un intensitāti raksturojoši parametri

Wavelength (Å)	ID	δRV (km s ⁻¹)	FWHM (Å)	EW (mÅ)
2010 Sep				
5134.31	C ₂	-8.8
5138.10	C ₂	-8.3	0.12	15
5138.31	C ₂	-7.9
5138.50	C ₂	-7.7	0.12	15
5147.11	C ₂	-8.3
5149.32	C ₂	-7.6
5149.78	C ₂	-8.1	0.14	25
5150.12	C ₂	-7.4	0.17	28
5635.22:	C ₂	-16.8	0.49	41
7865.88	CN	-8.9	0.29	25
7868.66	CN	-8.8	0.25	27
7871.65	CN	-8.2	0.27	30
2011 Nov				
5149.32	C ₂	-8.2	0.30	188
5149.78	C ₂	-7.1	0.18	65
5150.12	C ₂	-7.3	0.24	104
5629.14:	C ₂	-6.0	0.40	146
5631.05:	C ₂	-5.4	0.44	165
5635.22:	C ₂	-10.5
6372.79	CN	-4.7	0.34	61
6392.18	CN	-6.0	0.41	120
6394.50	CN	-6.1	0.28	40
6396.37	CN	-5.0	0.32	73
6405.44	CN	-5.4	0.34	88
6415.41	CN	-5.1	0.37	89
6420.72	CN	-6.5	0.42	120
7865.88	CN	-8.7	0.32	74
7868.66	CN	-8.9	0.32	76
7871.65	CN	-7.7	0.25	45

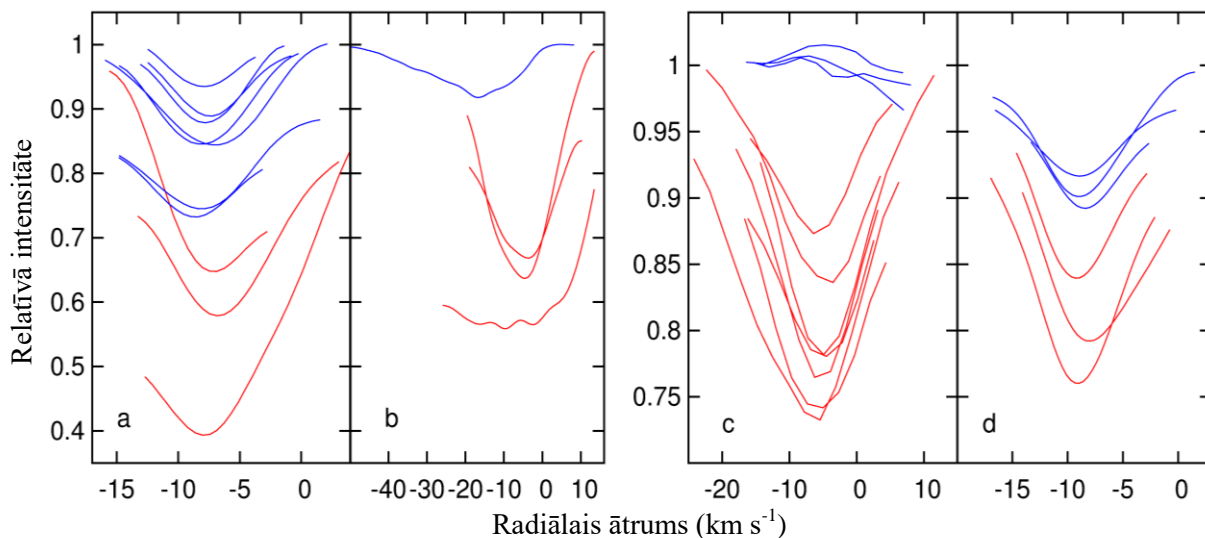
Modelētā spektra C₂ (0,0) joslas galvas intensitāte ir ļoti maza, kas ir pretrunā ar hipotēzi, ka līnijas formējas zvaigznes fotosfērā. Tomēr pastāv iespēja, ka standarta atmosfēras modelis nepietiekami precīzi apraksta konkrētās zvaigznes fotosfēru, kurā ir ķīmiskā sastāva anomālijas. Lai to pārbaudītu, IRAS22272+5435 fotosfēras spektrs tika aprēķināts, izmantojot uzlabotus atmosfēras modeļus (SAM12) divām temperatūrām ar $T_{eff} = 5750$ K (spožuma maksimumā) un 5250 K (spožuma minimumā). Tas deva iespēju pārbaudīt modeļa ietekmi uz aprēķināto spektru un precizēt C₂ līniju formēšanās vietu. Mēs konstatējām, ka karstākajā SAM12 modelī C₂ joslas intensitāte tomēr ir pārāk vāja, lai tā būtu

spektrā saskatāma. C_2 (0,0) galvas tuvumā IRAS22272+5435 spektra un aprēķinātā spektra saskaņa aukstajam ($T_{eff} = 5250$ K) modelim ir laba, tomēr atšķiras galvas viļņa garums (skat. 5.8. attēlu). Bez tam, aprēķināto C_2 līniju intensitāte ievērojami atšķiras, salīdzinot ar novērojumiem, un sintētiskajā spektrā līnijas ir platākas. Balstoties uz to, mēs secinājām, ka šaurās C_2 (0,0) līnijas un joslas galva neveidojas IRAS22272+5435 fotosfērā.



5.8. attēls. IRAS22272+5435 summārais spektrs spožuma maksimumā C_2 Svana sistēmas (0,0) joslas apkārtnē (melns), salīdzinājumā ar sintētiskajiem spektriem, kuri aprēķināti izmantojot SAM12 atmosfēras modeļus ar $\log g = 0.5$ un $T_{eff} = 5750$ K (sarkans) un 5250 K (zils).

5.19. attēla (a) sekcijā ir redzami septiņu C_2 līniju profili radiālo ātrumu skalā attiecībā pret masas centru IRAS22272+5435 spektrā, kas uzņemts 2010. gada septembrī zvaigznes spožuma maksimumā. Šīs līnijas ir nobīdītas uz zilo viļņu garuma pusi attiecībā pret masas centru par vidēji $\delta RV = -8.0 \pm 0.4$ km s⁻¹. Līniju platumi un zilā nobīde kļūdu robežās saskan ar iepriekš novēroto C_2 Filipisa sistēmas CSE līnijām IRAS22272+5435 spektrā: $\delta RV = -8.4 \pm 0.5$ km s⁻¹ (Začs *et al.* 2009). Tas apstiprina secinājumu, ka šaurās Svana sistēmas līnijas formējas CSE, kas veidojies AGB evolūcijas stadijā. Tomēr IRAS22272+5435 spektros, kuri tika novēroti 2011. gada novembrī spožuma minimumā, C_2 (0,0) Svana sistēmas līnijas ir daudz intensīvākas un tas ir pretrunā ar līniju veidošanos AGB apvalkā, kurš atrodas pietiekami tālu no zvaigznes. Mēs centāmies izprast šo pretrunu. Kvantitatīvam salīdzinājumam 2011.gada novembra spektrā tika izvēlētas trīs vismazāk blendētās no astoņām līnijām, kuras mēs identificējām gan spožuma maksimumā, gan minimumā. Parametru salīdzinājums (nomērītie radiālie ātrumi, *FWHMs* un *EWs*) ir doti 5.4. tabulā, bet profili ir salīdzināti 5.9. attēla (a) sekcijā. Mēs secinājām, ka spožuma maksimumā 2010. gada septembrī un spožuma minimumā 2011. gada novembrī C_2 līniju radiālais ātrums 2σ kļūdas robežās saskan: $\delta RV = -7.5 \pm 0.6$ km s⁻¹, tomēr līniju *EWs* un *FWHMs* spožumā minimumā ir lielāki.

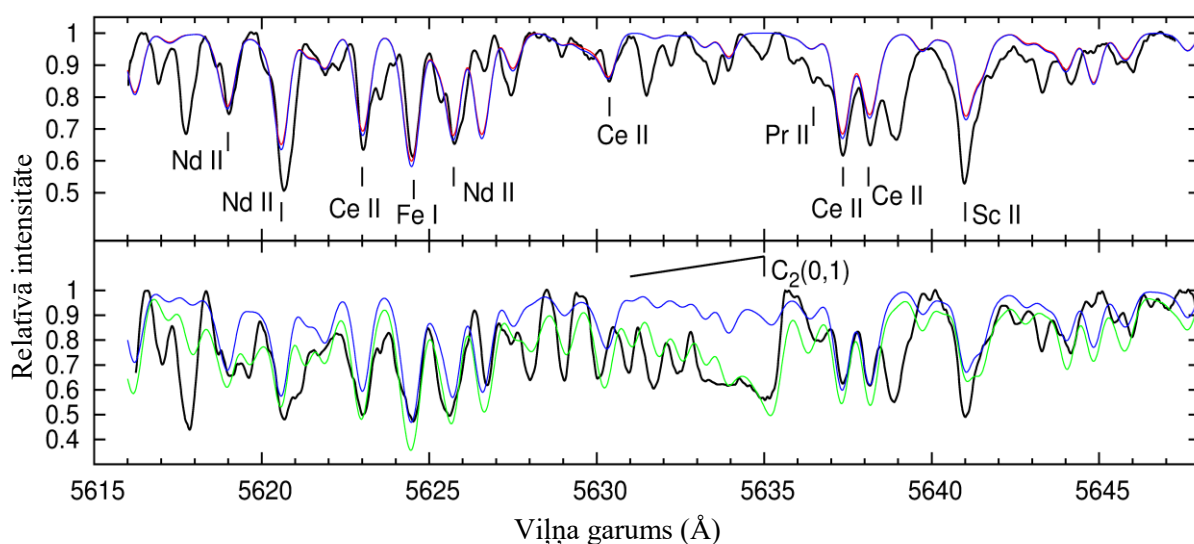


5.9. attēls. C_2 un CN līniju profili IRAS22272+5435 spektrā radiālā ātruma skalā, attiecībā pret zvaigznes masas centru, spožuma maksimumā (zils) un minimumā (sarkans): (a) – C_2 (0,0) Svana sistēma, (b) – C_2 (0,1) Svana sistēma, (c) – CN (5,1) Sarkanā sistēma, (d) – CN (2,0) Sarkanā sistēma.

IRAS22272+5435 spektrā, kas iegūti atšķirīgās pulsāciju fāzēs, redzamas būtiskas izmaiņas viļņu garumu diapazonā, kurā atrodas C_2 molekulas Svana sistēmas (0,1) josla (skat. 5.1. attēls). Spektri, kuri iegūti zvaigznes spožuma maksimumu tuvumā 2010. gada septembrī, 2008. gada februārī un 2002. gada novembrī, atšķiras minimāli un tajos molekulu ieguldījums ir neliels. Šajos spektros C_2 (0,1) Svana sistēmas joslas galvas ekvivalentais platums ir vidēji ~ 60 mÅ. Tomēr citas Svana sistēmas līnijas ir ļoti vājas un tās nevar pārliecinoši identificēt. C_2 (0,1) joslas galva 2010. gada septembra spektrā ir nobīdīta uz zilo viļņu garumu pusi attiecībā pret zvaigznes masas centru par apmēram 17 km s^{-1} (5.9. attēla (b) sekcija). Spektros, kas iegūti 2002. gada novembrī, 2008. gada februārī un 2010. septembrī spožuma maksimuma tuvumā, joslas galvas EW samazinās no 87 uz 60 un tad uz 40 mÅ. Spektros, kas iegūti 2011. gada novembrī spožuma minimumā, C_2 (0,1) sistēmas joslas galva un līnijas ir ārkārtīgi intensīvas. Joslas galva ir nobīdīta uz zilo viļņu garumu pusi attiecībā pret masas centru par $\sim 10 \text{ km s}^{-1}$ (5.9. attēla (b) sekcija). Divas mazāk blendētas C_2 līnijas pie 5629 \AA un 5631 \AA apstiprina zilo nobīdi attiecībā pret masas centru vidēji par 6 km s^{-1} .

Mēs modelējām IRAS22272+5435 spektru C_2 Svana sistēmas (0,1) joslas galvas apkārtnē, izmantojot standarta (Kurucz 1993) un modificētos SAM12 modeļus, un spektru salīdzinājums ir redzams 5.10. attēlā. Spožuma maksimumā IRAS22272+5435 spektra saskaņa ar aprēķināto spektru ir apmierinoša, izmantojot karsto atmosfēras modeli $T_{\text{eff}} = 5750 \text{ K}$. Modelis lielākajai daļai identificēto s-procesa līniju apmierinoši apraksta novērojumus, apstiprinot pieņemtās s-procesa koncentrāciju vērtības. Taču sintezētais spektrs neapraksta C_2 joslas galvu pie 5635 \AA un dažas citas līnijas. Problemātiska ir arī intensīvo atomāro līniju sintēze, piemēram, spektra detaļai pie 5641 \AA , kas tika identificēta kā Sc II līnija. No otras

puse, mēs konstatējam, ka spektri, kuri aprēķināti ar standarta un SAM12 modeļiem ir līdzīgi. SAM12 modeļi dod nedaudz intensīvākas līnijas. IRAS22272+5435 spektrs, kurš tika iegūts 2011. gada novembrī zvaigznes spožuma minimumā, tika modelēts izmantojot SAM12 auksto modeli $T_{\text{eff}} = 5250$ K. Papildus tika izmēģināts vēl aukstāks modelis ar $T_{\text{eff}} = 4750$ K, lai iespējami labi aprakstītu C_2 (0,1) joslas galvas intensitāti. Kā redzams, ar auksto modeli pie $T_{\text{eff}} = 5250$ K (akceptētā temperatūra spožuma minimumā) aprēķinātais spektrs nespēj pietiekami labi aprakstīt C_2 līniju intensitāti spožuma minimumā. Bez tam novērotais C_2 spektrs ir nobīdīts uz zilo viļņu garuma pusi attiecībā pret aprēķināto un molekulārās līnijas (piemēram, C_2 5631.05 Å) ir šaurākas, salīdzinot ar līnijām modelētajā fotosfēras spektrā. Tas liecina, ka C_2 Svana sistēmas (0,1) līnijas neveidojas zvaigznes fotosfērā. No otras puses, spektra modelēšana šajā diapazonā liecina, ka atomāro līniju (skat., piemēram, Ce II 5637.36 Å, Ce II 5638.11 Å) intensitātes mainīguma cēlonis ir zvaigznes efektīvās temperatūras izmaiņas.



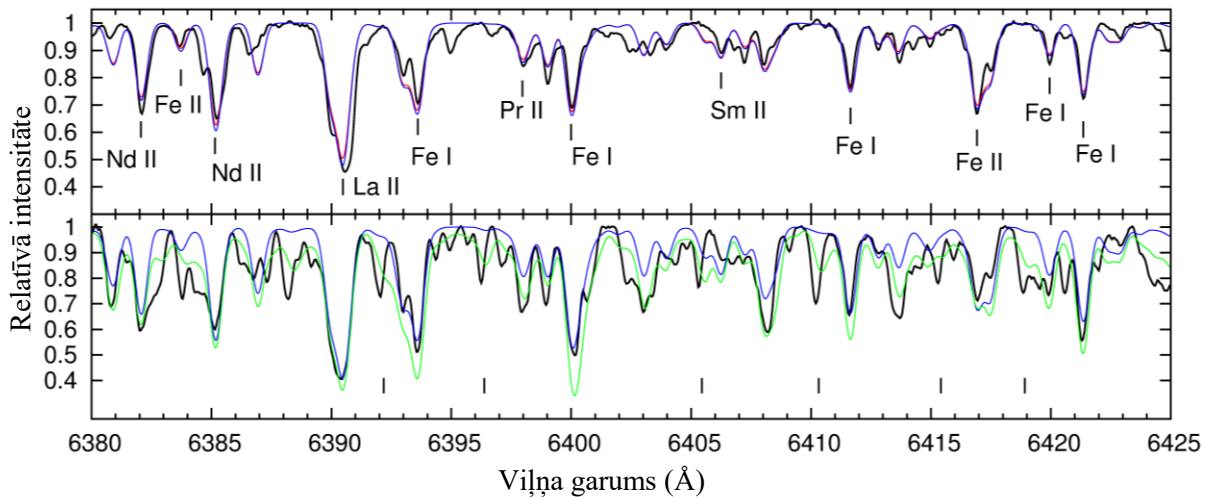
5.10. attēls. IRAS22272+5435 spektrs spožuma maksimumā un minimumā, salīdzinājumā ar sintētiskajiem spektriem C_2 (0,1) Svana sistēmas joslas apkārtnē. Augšējā sekcija: spektrs spožuma maksimumā 2010. gada septembrī (melns), salīdzinājumā ar diviem sintētiskajiem spektriem, kas aprēķināti ar standarta (sarkans) un SAM12 (zils) modeļiem: $T_{\text{eff}} = 5750$ K un $\log g = 0.5$ (cgs). Apakšējā sekcija: spektrs spožuma minimumā 2011. gada novembrī (melns), salīdzinājumā ar diviem sintētiskajiem spektriem, kas aprēķināti ar SAM12 modeļiem: $\log g = 0.5$ (cgs) un divām efektīvajām temperatūrām $T_{\text{eff}} = 5250$ K (zils) un 4750 K (zaļš).

5.4. CN Sarkanās sistēmas līnijas

Salīdzinot IRAS22272+5435 spektrus, mēs pamanījām būtiskas intensitātes izmaiņas līnijām, kas atrodas 6400 Å viļņu garumu apkārtnē (5.2. attēls). Vairums mainīgo absorbcijas līniju tika identificētas kā CN Sarkanās sistēmas līnijas. Iespējams, ka 2010. gada septembrī IRAS22272+5435 spektrā ir redzamas arī vājas CN (5,1) emisijas līnijas. Mēs pārbaudījām emisiju klātbūtni citos spektros un pamanījām līdzīgas emisijas spektros, kas iegūti 2008. gada februārī un 2002. gada novembrī spožuma maksimumu tuvumā. Lai izprastu līniju mainīguma cēloņus, mēs izmērījām līniju radiālos ātrumus un modelējām IRAS22272+5435 spektru, variējot atmosfēras parametrus. Spožuma maksimumā iegūtais spektrs tika modelēts izmantojot karsto atmosfēras modeli ar $T_{\text{eff}} = 5750$ K. Novērotā un aprēķinātā spektra salīdzināšana ir attēlota 5.11. attēlā. Mēs secinājām, ka aprēķinātā CN Sarkanās sistēmas līniju intensitāte karstajam standartam (*Kurucz* 1993) un SAM12 modeļiem ir pārāk maza, lai molekulu līnijas būtu redzamas spektrā. No otras puses, tika konstatēta laba saskaņa starp aprēķināto un novēroto spektru s-procesa elementiem (Nd, La, Pr, Sm) un dzelzs neitrālajām/jonu līnijām (skat. 5.5. tabulā), kas apstiprina pareizu brīvās krišanas paātrinājuma, metāliskuma un s-procesa elementu koncentrāciju izvēli. 2011. gada novembrī spožuma minimumā iegūtā spektra salīdzinājums ar aprēķināto spektru ir dots 5.11. attēla apakšējā sekcijā. Redzams, ka ar auksto atmosfēras modeli ($T_{\text{eff}} = 5250$ K) aprēķinātais spektrs kopumā labi apraksta atomārās līnijas, taču aprēķinātās molekulārās līnijas ir pārāk vājas, salīdzinot ar novērotajām. Aprēķini ar ļoti vēsu modeli ($T_{\text{eff}} = 4750$ K) arī nespēj aprakstīt intensīvās molekulārās līnijas. Bez tam, molekulārās līnijas IRAS22272+5435 spektrā ir šaurākas nekā aprēķinātās fotosfēras līnijas un tās ir nobīdītas uz zilo viļņu garumu pusi attiecībā pret zvaigznes masas centru (5.4. tabula). CN Sarkanās sistēmas līniju radiālo ātrumu mērījumi spožuma minimumā apstiprina CN (5,1) līniju zilo nobīdi: $\Delta RV = -5.5 \pm 0.7$ km s⁻¹ (5.9. attēla (c) sekcija).

5.5. tabula. Atomārās līnijas IRAS22272+5435 spektrā, kas izmantotas aprāķinos. Dota identifikācija, laboratorijas viļņa garums, ierosināšanas potenciāls un oscilatora stiprums saskaņā ar VALD3 datubāzi: <http://www.astro.uu.se/valdwiki/VALD3linelists>.

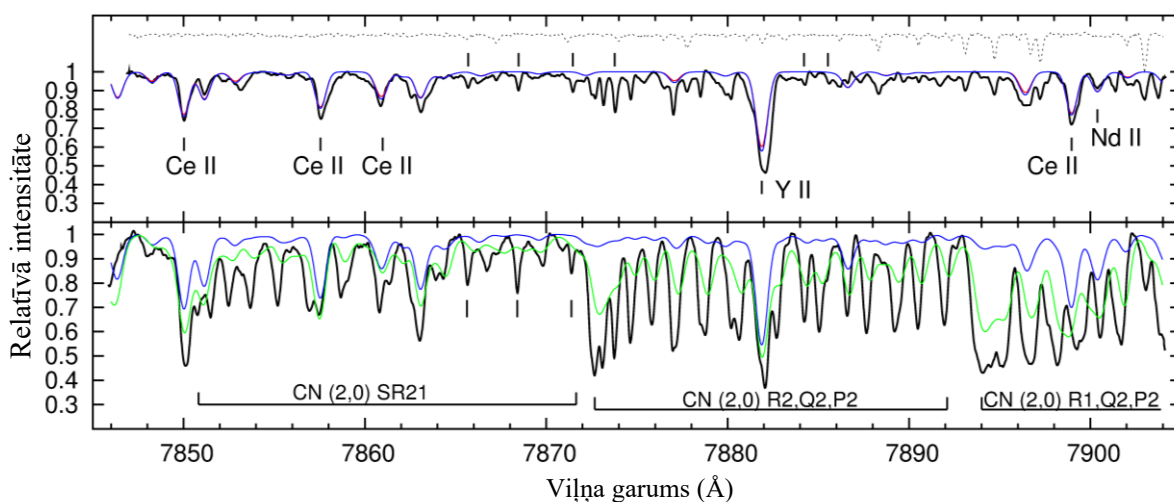
Elements	Viļņa garums (Å)	LEP (eV)	log gf	Atsauces
Fe I	5166.28	0.00	-4.194	K07
Nd II	5170.94	0.55	-1.686	MC
Fe I	5171.60	1.48	-1.792	K07
Pr II	5175.27	0.22	-1.241	MC
Pr II	5175.84	0.42	-1.282	MC
Gd II	5176.29	1.06	-0.739	DLSC
Nd II	5618.99	1.77	-0.649	HLSC
Nd II	5620.59	1.54	-0.309	XSCL
Ce II	5623.00	0.96	-1.150	PQWB
Ce II	5623.03	0.56	-3.260	PQWB
Fe I	5624.54	3.42	-0.754	K07
Nd II	5625.73	0.93	-1.119	HLSC
Ce II	5630.38	1.64	-0.940	PQWB
Pr II	5636.47	1.05	-1.062	BLQS
Ce II	5637.36	1.4	-0.501	PQWB
Ce II	5638.11	0.6	-1.720	PQWB
Pr II	5638.79	0.63	-1.070	MC
Sc II	5641.00	1.5	-1.131	LD
Nd II	6382.06	1.44	-0.750	HLSC
Fe II	6383.72	5.55	-2.070	BSScorr
Nd II	6385.15	1.16	-0.770	MC
Nd II	6385.19	1.6	-0.360	XSCL
Sm II	6389.83	1.17	-1.959	MC
Nd II	6389.97	1.5	-0.770	HLSC
La II	6390.48	0.32	-1.410	LBS
Ce II	6390.61	0.61	-2.41	PQWB
Fe I	6393.60	2.43	-1.432	K07
Pr II	6397.97	1.05	-0.940	BLQS
Fe I	6400.00	3.6	-0.289	K07
Sm II	6406.25	1.36	-1.339	LD-HS
Fe I	6411.65	3.65	-0.594	K07
Fe II	6416.92	3.89	-1.877	BSScorr
Fe I	6419.95	4.73	-0.240	K07
Fe I	6421.35	2.28	-2.027	K07
Ti II	6559.56	2.05	-2.175	K10
Pr II	6566.77	0.22	-1.721	MC
Ce II	7850.03	0.74	-1.289	PQWB
Ce II	7857.55	0.9	-1.289	PQWB
Ce II	7860.98	0.7	-2.560	PQWB
Y II	7881.88	1.84	-1.569	K11
Ce II	7898.97	0.9	-1.119	PQWB
Nd II	7900.39	1.35	-1.500	MC



5.11. attēls. IRAS22272+5435 summārie spektri spožuma maksimumā un minimumā viļņu garumu diapazonā no 6380 līdz 6425 Å. Augšējā sekcija: spektrs spožuma maksimumā 2010. gada septembrī (melns) salīdzinājumā ar diviem spektriem, kas aprēķināti ar standarta (sarkans) un SAM12 (zils) modeļiem: $T_{\text{eff}} = 5750$ K un $\log g = 0.5$ (cgs). Apakšējā sekcija: spektrs spožuma minimumā 2011. gada novembrī (melns) salīdzinājumā ar diviem spektriem, kas aprēķināti ar SAM12 modeļiem: $\log g = 0.5$ (cgs) un $T_{\text{eff}} = 5250$ (zils) un 4750 K (zaļš). Ar vertikālām svītriņām atzīmētas dažu CN Sarkanās sistēmas (5,1) līniju pozīcijas, kas dotas 5.4. tabulā.

Salīdzinot IRAS22272+5435 spektrus tuvajā infrasarkanajā diapazonā pie 7900 Å mēs konstatējam ļoti lielas spektra izmaiņas. 2010. gada septembrī zvaigznes spožuma maksimumā un 2011. gada novembrī spožuma minimumā iegūtie spektri ir doti 5.12. attēlā kopā ar vienlaicīgi iegūto telūrisko spektru. Spožuma maksimumā iegūtajā spektrā tika identificētas atomārās līnijas (skat. 5.5. tabulu) un šauras CN Sarkanās sistēmas (2,0) līnijas (skat. 5.4. tabulu). Sintezētā spektra saskaņa ar novērojumiem, izmantojot karsto atmosfēras modeli ($T_{\text{eff}} = 5750$ K), apstiprina modelī akceptētās s-procesa elementu koncentrācijas un problēmas saistībā ar intensīvo atomāro līniju modelēšanu (5.12. attēls). Mēs konstatējam, ka sintezētajā spektrā fotosfēras CN līnijas ir pārāk vājas, lai tās varētu identificēt zvaigznes spektrā. Jāsecina, ka IRAS22272+5435 tās veidojas virs fotosfēras. Novērojumos identificēto CN (2, 0) līniju platums un zilā nobīde, $\delta RV = -8.6 \pm 0.4$ km s⁻¹, liecina par formēšanos ārējā atmosfērā un/vai apzvaigznes vidē, kur ir zemāka temperatūra (5.9. attēla (d) sekcija). 2011.gada novembrī spožuma minimumā novērotajā spektrā CN (2,0) Sarkanās sistēmas līnijas ir ļoti intensīvas un tās blendē atomārās līnijas. Spektri, kas tika aprēķināti ar auksto atmosfēras modeli ($T_{\text{eff}} = 5250$ K) un ar ļoti auksto atmosfēras modeli ($T_{\text{eff}} = 4750$ K), neapraksta novēroto spektru – novērotās CN līnijas ir daudz intensīvākas un šaurākas salīdzinājumā ar modelētajām fotosfēras līnijām. Mēs izmērījām radiālo ātrumu 2011. gada novembra spektrā, izmantojot trīs mazāk blendētās CN līnijas. Mērījumi apstiprina zilo nobīdi, $\delta RV = -8.4 \pm 0.6$ km s⁻¹ attiecībā pret zvaigznes masas centru (5.4. tabula). Tas

nozīmē, ka CN līniju nobīde attiecībā pret masas centru spožuma minimumā un maksimumā 1σ kļūdas robežās sakrīt, neskatoties uz līniju intensitātes un platumu izmaiņām.



5.12. attēls. IRAS22272+5435 spektri spožuma maksimumā un minimumā, salīdzinājumā ar sintezētajiem spektriem, viļņu garumu diapazonā no 7845 līdz 7904 Å. Augšējā sekcija: spektrs spožuma maksimumā 2010. gada septembrī (melns), salīdzinājumā ar sintētiskajiem spektriem, kas aprēķināti ar standarta (sarkans) un SAM12 (zils) modeļiem: $T_{\text{eff}} = 5750$ K un $\log g = 0.5$ (cgs). Apakšējā sekcija: spektrs spožuma minimumā 2011. gada novembrī (melns) un sintētiskie spektri, kas aprēķināti ar SAM12 modeļiem: $\log g = 0.5$ (cgs) un divām efektīvajām temperatūrām: $T_{\text{eff}} = 5250$ K (zils) un 4750 K (zaļš). Augšējā sekcijā ar punktētu līniju ir dots telūriskais spektrs. Grafikā ar vertikālām svītriņām ir atzīmētas sešas neblendētas CN Sarkanās sistēmas (2,0) līnijas spožuma maksimumā un trīs mazāk blendētas CN līnijas spožuma minimumā. Visas identificētās un mērītās CN līnijas ir dotas 5.4. tabulā.

6. DISKUSIJA UN SECINĀJUMI

6.1. HD112869

HD112869 radiālā (Doplera) ātruma mērījumi apstiprina ātruma izmaiņu amplitūdu ~ 10 km s⁻¹ un periodu ~ 114.9 dienas. Ātruma izmaiņas ir pusregulāras un to raksturs ir nedaudz atkarīgs no cikla. Mēs konstatējam radiālo ātrumu izkliedi ātruma ekstrēmu tuvumā, kas ievērojami pārsniedza mērījumu kļūdu. Līdzīgas radiālā ātruma izmaiņas agrāk tika novērotas diviem protoplanetārajiem miglājiem: HD235858 un BD+42°4388 (Hrivnak et al. 2013). Vienlaicīgi ar radiālā ātruma izmaiņām tika novērotas periodiskas spožuma un krāsas izmaiņas, kas nobīdītas fāzē attiecībā pret radiālā ātruma izmaiņām. Saskaņotas izmaiņas radiālajā ātrumā, spožumā un krāsā viennozīmīgi apstiprina pulsācijas, bet mainīguma raksturs ir tipisks vēlo evolūcijas stadiju zvaigznēm. Dominējošais pulsāciju periods labi saskan ar vērtību, kas aprēķināta lielas starjaudas ($\log L/L_{\odot} \approx 3.2$) un mazas masas ($M = 0.8 M_{\odot}$) zvaigznēm Lielajā Magelāna Mākonī (skat. 25. attēlu rakstā Marigo & Giardi 2007).

Šajā darbā aprēķinātā dzelzs koncentrācija HD112869 atmosfērā ir augstāka nekā agrāk noteiktā, izmantojot atmosfēru modeļu metodi. Mēs ieguvām $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.3 \pm 0.2$ dex, balstoties uz dzelzs jonu līnijām, kuras minimāli ietekmē novirzes no lokālā termodinamiskā līdzsvara. Aprēķinātā oglekļa koncentrācijas atmosfērā ir augsta: $\log \varepsilon(\text{C}) = 8.3 \pm 0.1$ dex. Slāpekļa koncentrācija ir $\log \varepsilon(\text{N}) = 6.55 \pm 0.2$ dex. Ņemot vērā koncentrāciju attiecības, $[\text{C}/\text{Fe}] = +2.2$ dex un $[\text{C}/\text{N}] = +1.15$ dex, HD112869 atrodas CEMP *s*-zvaigznēm raksturīgajā apgabalā grafikā, kurā attēloti Galaktikas CEMP zvaigžņu $[\text{C}/\text{Fe}]$ pret $[\text{Fe}/\text{H}]$ un $[\text{C}/\text{N}]$ pret $[\text{Fe}/\text{H}]$ (skat. 5. un 6. attēls rakstā Campbell & Lattanzio 2008). Tomēr *s*-procesa elementu Sr, Y un Ba koncentrācijas HD112869 atmosfērā nav paaugstinātas, kas pēc definīcijas (Beers & Christlieb 2005) liecina par HD112869 piederību CEMP-no zvaigžņu grupai. Smago elementu Nd, La, un Sm relatīvā koncentrācija (pret dzelzs koncentrāciju) ir paaugstināta. *r*-procesa elementa eiropija līnija Eu II 6645.127 Å neliecina par augstu Eu vērtību: $[\text{Eu}/\text{Fe}] \leq +0.8$ dex. Saskaņā ar Bisterzo et al. (2011) modeļiem, *s*-procesa elementu, kuri atrodas maģisko neitronu skaita tuvumā (50, 82, 126), koncentrācija ir ļoti atkarīga no “¹³C- kabatas” modelī un zvaigznes sākuma masas un metāliskuma. Samazinot zvaigznes metāliskumu modelī, $[\text{ls}/\text{Fe}]$, $[\text{hs}/\text{Fe}]$ un $[\text{Pb}/\text{Fe}]$ palielināšanās nav lineāra un koncentrācijas var atrasties plašā diapazonā. Vieglo *s*-procesa elementu (Y, Sr) koncentrācijas palielināšanās mazas masas zvaigžņu modeļos ir neliela vai tā nav vispār. Aprēķinātā oglekļa koncentrācija un akceptētā skābekļa koncentrācija, $[\text{O}/\text{Fe}] = +0.8$ dex, dod ļoti augstu oglekļa un skābekļa koncentrāciju attiecību HD112869 atmosfērā: $\text{C}/\text{O} \approx 12.6$. Ņemot vērā, ka C₂ un CN līnijas

ar ^{13}C izotopu HD112869 spektrā nav redzamas, mēs novērtējam oglekļa izotopu koncentrāciju attiecības apakšējo robežu: $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} \geq 1500$. Tipiskām CEMP zvaigznēm nav raksturīga tik augsta izotopu attiecība. Savukārt mazas masas AGB zvaigznēs pēc dziļās sajaukšanās kopējais ^{12}C apjoms, kas tiek uznešts atmosfērā AGB stadijas laikā, dod augstu $[\text{C}/\text{N}]$ un $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ vērtību, ko mēs novērojam HD112869 gadījumā. No otras puses, vidējas masas AGB zvaigznēm, kuru dziļās saskaņā ar teoriju norisinās papildus sajaukšanās un dziļāko slāņu degšana (*hot-bottom burning*), tiek sagaidītas zemas $[\text{C}/\text{N}]$ un $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ vērtības.

Literatūrā tiek piedāvātas divas hipotēzes, kas izskaidro HD112869 atmosfēras ķīmiskā sastāva anomāliju rašanos: zvaigznes evolūcija dubultsistēmā ar masas pārnesi starp komponentēm un vienas zvaigznes evolūcija AGB stadijas noslēguma posmā (Tsuji et al. 1991; Kipper 1992; Aoki & Tsuji 1997). HD112869 radiālā ātruma izmaiņas, kuras pavada krāsas izmaiņas, liecina par labu zvaigznes pulsācijām, nevis orbitālai kustībai dubultzvaigžņu sistēmā. Tsuji et al. (1991) analizē AGB zvaigznes noslēguma stadiju ar mazu atlikušo ūdeņraža slāņa masu, mēģinot interpretēt augsto $[\text{C}/\text{N}]$ un $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ vērtību HD112869 atmosfērā. Oglekļa un skābekļa koncentrāciju attiecība, kas lielāka par 1, liela starjauca un pusregulāras pulsācijas ir raksturīgas mazas masas vēlo evolūcijas stadiju zvaigznēm. Saskaņā ar Bertelli et al. (2008) aprēķinātajiem evolūcijas trekjiem, HD112869, kuras starjauca ir $\log(L/L_{\odot}) \approx 3.2$ un efektīvā temperatūra - $\log(T_{\text{eff}}) \approx 3.6$, atrodas uz metālnabadzīgo ($Z = 0.0001$) mazas masas zvaigžņu asimptotiskā milžu zara, kur TP-AGB fāzes laikā C/O attiecība atmosfērā var pārsniegt vērtību 10. Bez tam, HD112869 spektrā novērotā polarizācija liecina par apzvaigznes putekļu eksistenci, kas ir raksturīgi vēlo evolūcijas stadiju zvaigznēm (Goswami & Karinkuzhi 2013). Šajā darbā iegūtie dati liecina, ka HD112869 ir metālnabadzīga mazas masas zvaigzne TP-AGB evolūcijas stadijā.

6.2. IRAS22272+5435

Mēs veicām jauna protoplanetārā miglāja IRAS22272+5435 augstas izšķirtspējas spektra monitoringu redzamajā viļņu garuma diapazonā un iegūto spektru analīzi. Laikā periodā no 2002. gada novembra līdz 2011. gada novembrim tika iegūti 17 spektri. Izmantojot paralēli veiktos redzamā spožuma un radiālā ātruma mērījumus, katram spektram tika novērtēta pulsācijas cikla fāze. Salīdzinot iegūtos spektrus, molekulu un atomu absorbcijas līnijās tika konstatētas statistiski nozīmīgas intensitātes izmaiņas. Zvaigznes spektra izmaiņas iespējams ir iemesls pretrunīgai centrālās zvaigznes spektra klasifikācijai un atšķirībām publicētajās koncentrācijās (skat. Začs et al. 1995; Reddy et al. 2002; Skiff 2014).

Mēs konstatējam, ka C₂ Svana sistēmas un CN Sarkanās sistēmas līnijas ir intensīvākas spožuma minimuma tuvumā, kad saskaņā ar fotometriskajiem krāsu indeksiem zvaigzne ir aukstāka. Spožuma maksimumā centrālās zvaigznes efektīvā temperatūra $T_{\text{eff}} = 5750$ K un krāsas indeksa (V-R_C) izmaiņas pulsācijas cikla laikā liecina par efektīvās temperatūras samazināšanos spožuma minimumā par $\delta T_{\text{eff}} \approx 500$ K. Mēs aprēķinām atmosfēras modeļu sēriju temperatūras diapazonam, kas atbilst IRAS22272+5435 efektīvās temperatūras izmaiņām. Izmantojot modeļus temperatūru diapazonā no 4750 līdz 5750 K, mēs aprēķinām zvaigznes fotosfēras spektrus un salīdzinām ar novērotajiem spektriem. Mēs konstatējam, ka C₂ Svana sistēmas un CN Sarkanās sistēmas līniju intensitātes variācijas IRAS22272+5435 spektrā ir daudz lielākas, nekā varētu sagaidīt dēļ temperatūras izmaiņām. Turklāt molekulārās līnijas ir šaurākas un nobīdītas uz spektra zilo pusi, salīdzinājumā ar fotosfēras līnijām. Tas liecina, ka molekulāro līniju veidošanās notiek virs zvaigznes fotosfēras, kur ir zemāka temperatūra. No otras puses, atomu līniju intensitātes mainīguma cēlonis (galvenokārt) ir efektīvās temperatūras izmaiņas pulsācijas cikla laikā. Tomēr intensīvu atomu līniju profili liecina par triecienviļņu pastāvēšanu IRAS22272+5435 atmosfērā.

Mēs pamanām, ka intensīvas atomu līnijas ar zemu ierosināšanas potenciālu IRAS22272+5435 spektrā ir sašķeltas divās un vairākās komponentēs. Šo komponentu intensitāte un radiālais ātrums ir atkarīgs no pulsācijas fāzes, bet radiālo ātrumu diapazons ir robežas no apmēram -50 līdz +50 km s⁻¹ (visbiežāk ± 10 km s⁻¹). Līniju profili, kas aprēķināti izmantojot hidrostatiskos modeļus, neapraksta spektrā redzamo līniju šķelšanos. Analizējot līniju šķelšanos, mēs konstatējam ļoti straujas intensitātes izmaiņas dažu dienu laikā. Tiek uzskatīts, ka līniju šķelšanās garperioda maiņzvaigzņu spektros ir saistīta ar triecienviļņiem un ātruma gradientu pulsējošās zvaigznes atmosfērā. Par triecienviļņa esamību Miras tipa maiņzvaigznēs (mirīdās) liecina emisijas līniju novērojumi spožuma maksimuma tuvumā (skat. Richter & Wood 2001) un molekulāro/atomāro līniju sašķeltie profili (skat. Hinkle et al.

1982; Alvarez et al. 2000). Mirīdu spektra monitorings un kros-korelācijas metodes pielietojums apstiprināja ātruma lauka lomu sašķelto absorbcijas līniju veidošanā (Alvarez et al. 2000). Šā raksta autori zvaigzņu izlasē, kura sastāvēja no 81 garperioda mainīgzvaigznēm ar dažādiem pulsāciju periodiem un spožuma maiņas amplitūdām, līniju sašķelšanos novēroja 54 % gadījumu un lielākai daļai spektros tika konstatētas Balmera emisijas līnijas (Alvarez et al. 2001). Sašķeltajās līnijās ātruma starpība starp zilo un sarkano komponenti ir robežās no 10 līdz 25 km s⁻¹. Triecienviļņa ātrums zvaigznes atmosfērā nav zināms, taču ūdeņraža atomu jonizēšanai tam jābūt ļoti lielam: ~60 km s⁻¹ (Gillet et al. 1989; Alvarez et al. 2001). Nowotny et al. (2005a, 2005b) teorētiski pētīja oglekļa mirīdu atmosfēras dinamiku, izmantojot zvaigzņu atmosfēru modeļu metodi. Aprēķinātie līniju profili apstiprināja absorbcijas līniju šķelšanos un triecienviļņu veidošanos mirīdus atmosfērā ar augšup un lejup ejošiem viļņiem, kuru amplitūda sasniedz (atbilstoši) 20 un 10÷15 km s⁻¹. Tādējādi, IRAS22272+5435 spektrā konstatētā intensīvo atomu līniju sašķelšanās un straujās profilu izmaiņas apstiprina triecienviļņu pastāvēšanu ārējos atmosfēras slāņos. Mainīgas emisijas komponente Balmera H_α līnijas profilā varētu būt papildus arguments triecienviļņu eksistencei IRAS22272+5435 atmosfērā (skat., Lèbre et al. 1996). Tas, ka sašķelšanās nav konstatēta līnijām ar augstu ierosināšanas potenciālu, visdrīzāk saistīts ar to, ka šīs līnijas veidojas dziļākos atmosfēras slāņos, kur neveidojas triecienviļņi.

Intensīvu mainīgas intensitātes molekulāru līniju parādīšanās IRAS22272+5435 spektrā liek aizdomāties par to formēšanās vietu. Spožuma maksimumā iegūtajos spektros C₂ Svana sistēmas un CN (2, 0) Sarkanās sistēmas līnijas ir vājas. C₂ fotosfēras spektrs, kas aprēķināts ar spožuma maksimumam atbilstošo modeli ($T_{\text{eff}} = 5750$ K), nesaskan ar novērojumiem, jo molekulu līnijas ir pārāk vājas. Ar šo pašu modeli aprēķinātās CN Sarkanās sistēmas līnijas arī ir pārāk vājas, lai būtu saskatāmas IRAS22272+5435 spektrā. Tas liecina par zemāku efektīvo temperatūru molekulāro līniju veidošanās apgabalā.

Spožuma maksimumos 2002. gada novembrī, 2008. gada februārī un 2010. gada septembrī spektrā tika pamanītas vājas emisijas detaļas CN Sarkanās sistēmas (5,1) līnijās. Spožuma maksimumā 2010. gada septembrī identificētās vājās un šaurās C₂ Svana (0, 0) sistēmas un CN Sarkanās (2, 0) sistēmas līnijas ir nobīdītas uz zilo pusi par -8.3 km s⁻¹ attiecībā pret zvaigznes masas centra ātrumu. Šo līniju formēšanās notiek AGB apvalkā, kura izplešanās ātrums saskaņā ar rakstu Hrivnak & Bieging (2005) ir robežās no 7.5 līdz 9.0 km s⁻¹. C₂ (0, 0) joslas galva spožuma maksimumā uzrāda zilo nobīdi 17 km s⁻¹ attiecībā pret zvaigznes masas centru un tās formēšanas vieta ir neskaidra.

Spožumā minimumā reģistrētajos spektros, kad IRAS22272+5435 ir zemāka efektīvā temperatūra, C₂ Svana sistēmas galvas un (0,1) sistēmas līnijas ir ļoti intensīvas un nobīdītas

uz zilo viļņu garumu pusi attiecībā pret zvaigznes masas centru. Ar spožuma minimumam atbilstošo modeli ($T_{\text{eff}} = 5250 \text{ K}$) aprēķinātais spektrs dod pārāk vājas molekulārās līnijas, salīdzinot ar novērojumiem, un tas liecina par zemāku temperatūru līniju formēšanās vietā. Izmantojot mazblendētas C_2 līnijas, tika izmērīta līniju (zilā) nobīde attiecībā pret masas centru: $\delta RV = -7.0 \text{ km s}^{-1}$. Tā ir nedaudz mazāka, nekā nobīde IRAS22272+5435 spožuma maksimumā, tomēr kļūdu robežās tā joprojām saskan ar AGB apvalka izplešanās ātrumu. Saskaņā ar publicēto informāciju (Bakker et al. 1997; Reddy et al. 2002), AGB apvalka izplešanās ātrumu attiecībā pret akceptēto sistēmas ātrumu ($RV_{\text{sys}}^{\circ} = -40.8 \text{ km s}^{-1}$) ir robežās no 6.5 līdz 11.4 km s^{-1} . Lai izskaidrotu novērojumus, Nakashima et al. (2012) izveidoja sarežģītu IRAS22272+5435 modeli, kas sastāv no zvaigznes un diviem apzvaigznes apvalkiem, kuri izplešans (atbilstoši) ar ātrumu 7.5 km s^{-1} un 10.5 km s^{-1} . Molekulāro līniju Doplera nobīde liecina, ka intensīvās C_2 līnijas varētu formēties apzvaigznes apvalkā, kas izveidojies AGB evolūcijas stadijā. Tomēr, C_2 līniju intensitātes atkarība no centrālās zvaigznes spožuma fāzes ir pretrunā ar šo hipotēzi, jo AGB apvalks atrodas pārāk tālu ($\sim 10^{16} \text{ cm}$) no zvaigznes, lai to varētu ietekmēt centrālās zvaigznes dinamika (Ueta et al. 2001; Nakashima et al. 2012). Mēs domājam, ka intensīvās C_2 līnijas formējas virs IRAS22272+5435 atmosfēras vēsākā vielas plūsmā, kas periodiski veidojas pulsāciju rezultātā. CN līniju analīze noved pie tāda paša secinājuma. CN līnijas IRAS22272+5435 spožuma minimumā ir ļoti intensīvas un sintētiskais CN spektrs, kas aprēķināts ar atbilstošo modeli ($T_{\text{eff}} = 5250 \text{ K}$) un papildus ar ļoti aukstu ($T_{\text{eff}} = 4750 \text{ K}$) modeli, ir par vāju un neappraksta novērojumu CN intensitāti. Turklāt, novērotās CN līnijas spektrā ir šaurākas, nekā tām vajadzētu būt zvaigznes fotosfērā, un tās ir nobīdītas uz zilo viļņu garumu pusi. CN līniju zilā nobīde IRAS22272+5435 spožuma maksimumā un minimumā kļūdu robežās sakrīt. Mēs domājam, ka intensīvās CN līnijas ar zilo nobīdi formējas zvaigznes tuvumā – vēsajā vielas plūsmā, kuras izplešanās ātrums pret zvaigznes centru ir tuvs apvalka ātrumam, kurš veidojās AGB evolūcijas stadijas laikā. Lai tiešā veidā apstiprinātu šo interpretāciju, ir nepieciešami augstākas izšķirtspējas spektri.

7. REZULĀTU KOPSAVILKUMS

Promocijas darbā tika veikta vēlo evolūcijas stadiju zvaigznes HD112869 radiālo ātrumu, fotometrijas un augstas izšķirtspējas spektru kvalitatīva un kvantitatīva analīze, izpētot radiālā ātruma, spožuma un krāsas izmaiņas laikā un precizējot atmosfēras parametrus un ķīmisko sastāvu. Galvenie rezultāti, kas iegūti HD112869 pētījumos, ir sekojoši:

- Konstatētas zvaigznes spožuma un krāsas pusregulāras izmaiņas, kas ir nobīdītas fāzē attiecībā pret radiālā ātruma izmaiņām, kas ir tipiski pulsējošām vēlo evolūcijas stadiju zvaigznēm;
- Novērotais pulsāciju periods labi saskan ar vērtību, kas aprēķināta lielas starjaudas ($\log L/L_{\odot} \approx 3.2$) un mazas masas ($M = 0.8 M_{\odot}$) zvaigznēm Lielajā Magelāna Mākonī;
- Zvaigznes atmosfērā ir ļoti zema dzelzs koncentrācija: $[Fe/H] = -2.3 \pm 0.2$ dex;
- Oglekļa un skābekļa koncentrāciju attiecība un oglekļa izotopu koncentrāciju attiecība atmosfērā ir ļoti augsta: $C/O \approx 12.6$ un $^{12}C/^{13}C \geq 1500$;
- Smago s-procesa elementu itrija, stroncija un bārija koncentrācija atmosfērā nav paaugstināta, bet neodīma, lantāna un samārija koncentrācija ir paaugstināta;
- Magnija koncentrācija atmosfērā ir zemāka, nekā vidējā vērtība CEMP zvaigžņu atmosfērās: $[Mg/H] < +0.4$ dex.

Iegūto raksturlielumu salīdzināšana ar evolūcijas modeļiem liecina, ka HD112869 ir vientuļa mazas masas metālnabadzīga vecākās paaudzes (halo) zvaigzne asimptotiskā milžu zara stadijas beigās (TP-AGB). Galaktikā līdz šim ir identificētas un izpētītas tikai trīs šāda tipa zvaigznes. Iegūtie rezultāti apstiprina promocijas darba 1.tēzi.

Promocijas darbā tika veikts aukstas mazas masas post-AGB zvaigznes IRAS22272+5435 augstas izšķirtspējas spektra izmaiņu monitorings un spektru sērijas kvalitatīva un kvantitatīva analīze, izmantojot atmosfēru modeļu metodi. Galvenie rezultāti, kas iegūti IRAS 22272+5435 pētījumos ir sekojoši:

4. Molekulu un atomu absorbcijas līnijās ir novērotas statistiski nozīmīgas intensitātes izmaiņas;
5. C_2 Svana sistēmas un CN Sarkanās sistēmas līnijas ir intensīvākas zvaigznes spožuma minimuma tuvumā, kad zvaigzne ir aukstāka. Spožuma maksimumā ir redzamas vājas CN emisijas līnijas;

6. C₂ un CN absorbcijas līniju radiālā ātruma un platuma mērījumi, kā arī intensitātes modelēšana, liecina, ka tās veidojas retinātā un vēsākā vidē virs zvaigznes fotosfēras, iespējams, aukstā augšupejošās vielas plūsmā;
7. Atomāro absorbcijas līniju intensitātes izmaiņu cēlonis galvenokārt ir efektīvās temperatūras izmaiņas pulsāciju cikla laikā par $\Delta T_{\text{eff}} \approx 500$ K;
8. Intensīvu atomāro līniju šķelšanos un straujas izmaiņas izraisa triecienviļņi zvaigznes atmosfēras ārējā daļā, kurus rada pulsācijas un liela mēroga konvektīvās šūnas;

Aukstas un jaunas post-AGB zvaigznes IRAS22272+5435 spektrā tika novēroti dinamiskie procesi, kas raksturīgi AGB evolūcijas stadijai: pusregulāras pulsācijas, triecienviļņi un augšupejoša aukstas vielas plūsma. Iegūtie rezultāti apstiprina promocijas darba 2. un 3. tēzi.

IZMANTOTĀ LITERATŪRA

- Abia, C., Dominguez, I., Gallino, R., et al. 2002, *ApJ*, 579, 817
- Abia, C., & Isern, J. 2000, *ApJ*, 536, 438
- Allen, D. M., Ryan, S. G., Rossi, S., Beers, T. C., Tsangarides, S. A. 2012, *A&A*, 548, A34
- Alvarez, R., Jorissen, A., Plez, B., Gileet, D., & Fokin, A. 2000, *A&A*, 362, 655
- Alvarez, R., Jorissen, A., Plez, B., et al. 2001, *A&A*, 379, 305
- Aoki, W., Beers, T. C., Christlieb, N., et al. 2007, *ApJ*, 655, 492
- Aoki, W., Frebel, A., Christlieb, N., et al. 2006, *ApJ*, 639, 897
- Aoki, W., Norris, J. E., & Ando, H. 2002, *PASJ*, 54, 933
- Aoki, W., Norris, J.E., & Ryan, S.g. 2004, *Apj*, 608, 971
- Aoki, W., & Tsuji, T. 1997, *A7A*, 317, 845
- Apslund, M. 2005, *ARA&A*, 43, 481
- Apslund, M., Grevesse, N., Sayval, A.J., & Scott, P. 2009, *ARA&A*, 47, 481
- Bakker, E.J., van Dishoeck, E. F., Waters, L. B. F. M., & Schoenmaker, T. 1997, *A&A*, 323, 469
- Beers, T. C., & Christlieb, N. 2005, *ARA&A*, 43, 531
- Beers, T. C., Preston, G. W., & Shectman, S. A. 1992, *AJ*, 103, 1987
- Beers, T. C., Sivarani, T., Marstler, B., et al. 2007, *AJ*, 133, 1193
- Bergeat, J., Knapik, A., & Rutily, B. 2001, *A&A*, 369, 178
- Bergeat, J., Knapik, A., & Rutily, B. 2002, *A&A*, 390, 967
- Bertelli, G., Girardi, L., Marigo, P., & Nasi, E. 2008, *A&A*, 484, 815
- Bisterzo, S., Gallino, R., Straniero, O., Cristallo, S., & Käppeler, F. 2010, *MNRAS*, 404, 1529
- Bisterzo, S., Gallino, R., Straniero, O., Cristallo, S., & Käppeler, F. 2011, *MNRAS*, 418, 284
- Borysow, U. G., Jørgensen, U. G., & Zheng, C. 1997, *A&A*, 324, 185
- Campbell, S. W., & Lattanzio, J. C. 2008, *A&A*, 490, 769
- Christlieb, N., Green, P. J., Wisotzki, L., & Reimers, D. 2001, *A&A*, 375, 366
- Dayal, A., Hoffmann, W. F., Bieging, J. H., et al. 1998, *ApJ*, 492, 603
- Depagne, F., Hill, V., Spite, M., et al. 2001, *A&A*, 390, 187
- Eggen, O. 1972, *ApJ*, 174, 45
- Gillet, D., Lafon, J. P., & David, P. 1989, *A&A*, 220, 185
- Goswami, A., & Korinkuzhi, D. 2013, *A&A*, 549, A68
- Gray, D. F., 2005, UK: Cambridge University Press, 480 p
- Griffin, R. 1967, *ApJ*, 184, 465
- Harris, G. J., Pavlenko, Y. V., Jones, H. R. A., & Tennyson, J. 2003, *MNRAS*, 344, 1107
- Herwig, F. 2005, *ARA&A*, 43, 435
- Harris, G. J., Tenyson, J., & Kaminsky, B. M. 2006, *MNRAS*, 367, 400
- Hinkle, K. H., Hall, D. N. B., & Ridgway, S. T. 1982, *ApJ*, 252, 697
- Hirschi, R. 2007, *A&A*, 461, 571
- Höfner, S., & Olofsson, H., 2018, *A&Arv*, 26,1
- Hrivnak, B. J., & Bieging, J. H. 2005, *ApJ*, 624, 331
- Hrivnak, B. J., & Kwok, S. 1991, *ApJ*, 371, 631
- Hrivnak, B. J., Kwok, S., & Geballe, T. R. 1994, *ApJ*, 420, 783

Hrivnak, B. J., Lu, W., Sperauskas, J., et al. 2013, *ApJ*, 766, 116
Hrivnak, B. J., & Reddy, B. E. 2003, *ApJ*, 590, 1049
Johnson, H. L. 1966, *ARA&A*, 4, 193
Jørgensen, U. G., & Larsson, M. 1990, *A&A*, 371, 222
Keenan, P. C., & Morgan, W.W. 1941, *ApJ*, 94, 501
Kennedy, C. R., Thirupathi, S., Beers, T. C., et al. 2011, *AJ*, 141, 102
Kipper, T. 1992, *BaltA*, 1, 181
Kipper, T., Jørgensen, U. G., Klochkova, V. G., & Panchuk, V. E. 1996, *A&A*, 306, 489
Kiper, T., Kipper, M. A. 1990, *SvAL*, 16, 478
Kornilov, V. G., Volkov, I. M., Zakharov, A. I., et al. 1991, *Tr. Gos. Astron. Inst. Im Sternberga*, 63, 1
Kupka, F., Piskunov, N., Ryabchikova, T. A., Stempels, H. C., & Weiss, W. W. 1999, *A&AS*, 138, 119
Kurucz, R. L. 1993, CD-ROM 1-22 Smithsonian Astrophysical Observatory
Kurucz, R. L. 2005, *MSAIS*, 8, 73
Kwok, S. 1993, *ARA&A*, 31, 63
Landolt, A. U. 1992, *AJ*, 104, 340
Lèbre, A., Maun, N., Gillet, D., & Barthès, D. 1996, *A&A*, 310, 923
Lebzelter, T., Nowotny, W., Hinkle, K. H., et al. 2014, *A&A*, 567, A143
Loidl, R., Lancon, A., & Jørgensen, U. G. 2001, *A7A*, 371, 1065
Lucatello, S., Beers, T.C., & Christlieb, N. 2006, *ApJ*, 652, L37
Lucatello, S., Gratton, R. G., Beers, T. C., & Caretto, E. 2005, *ApJ*, 625, 833
Marcy, G. W., & Benitz, K. L. 1989, *ApJ*, 344, 441
Marigo, P., & Girardi, L. 2007, *A&A*, 469, 239
Mashonkina, L. 2013, *A&A*, 550, A28
Masseron, T., Johnson, J. A., Plez, B., et al. 2010, *A&A*, 509, A93
Meixner, M., Skinner, C. J., Graham, J. R., et al. 1997, *ApJ*, 482, 897
Merle T., Thévenin, F., Pichon, B., & Bigot, L. 2011, *MNRAS*, 418, 863
Meynet, G., Ekstrom, S., & Maeder, A. 2006, *A7A*, 447, 623
Miller Bertolami, M. M., 2016, *A&A*, 588, A25
Nakashima, J., Koning, N., Volgenau, N. H., et al. 2012, *ApJ*, 759, 61
Nekel, Th., & Klare, G. 1980, *A&AS*, 42, 251
Nidever, D. L., Marcy, G. W., Butler, R. P., Fische, D. A., & Vogt, S. S. 2002, *ApJS*, 141, 503
Norris, J. E., Ryan, S. G., & Beers, T. 2001, *ApJ*, 561, 1034
Nowotny, W., Aringer, B., Höfner, S., et al. 2005a, *A&A*, 437, 273
Nowotny, W., Lebzelter, T., Hron, J., & Höfner, S. 2005b, *A&A*, 437, 285
Pavlenko, Y. V. 1997, *Ap&SS*, 253, 43
Pavlenko, Y. V. 2003, *ARep*, 47, 59
Pavlenko, Y. V., & Zhukovska, S. V. 2003, *KFNT*, 19, 28
Pereira, C.B., Gallino, R., & Bisterzo, S. 2012, *A&A*, 538, A48
Piskunov, N. E., Kupka, F., Ryabchikova, T. A., Weiss, W. W., & Jeffery, C. S. 1995, *A&AS*, 112, 525
Reddy, B. E., Lambert, D. L., Gonzalez, G., & Yong, D. 2002, *ApJ*, 564, 482
Reyniers, M., Van Winckel, H., Gallino, R., Straniero, O. 2004, *A&A*, 417, 269
Richter, He., & Wood, P. R. 2001, *A&A*, 369, 1027

- Samus, N. N., Durlevich, O. V., & Kazarovets, E. V. 2009, General Catalogue of Variable Stars, VizieR On-line Data Catalog
- Schmidt, M.R., Začs, L., PułECKA, M., & Szczerba, R. 2013, A&A, 556, 46
- Shchukina, N. G., Bueno, J. T., & ApSlund, M. 2005, ApJ, 618, 939
- Short, C. I., & Hauschildt, P. H. 2006, ApJ, 641, 494
- Sivarani, T., Beers, T. C., Bonifacio, P., et al. 2006, A&A, 459, 125
- Skiff, B. A. 2014, in VizieR On-line Data Catalog, CDS/ADS Collection of Electronic Catalogues, 1, 2013
- Snedden, C., Johnson, H. R., & Krupp, B. M. 1976, ApJ, 204, 281
- Tanaka, M., Letip, A., Nishimaki, Y., et al. 2007, PASJ, 59, 939
- Tsuji, T., iye, M., Tomioka, K., Okada, T., & Sato, H. 1991, A&A, 252, L1
- Ueta T., Meixner, M., & Bobrowsky, M. 2000, ApJ, 528, 861
- Ueta T., Meixner, M., Hinz, O. M., et al. 2001, ApJ, 557, 831
- Udry, S., Mayor, M., Maurice, E., et al. 1999, in APS Conf. Ser.185, Precise Stellar Radial Velocities, ed. J. B. Hearnshaw, & C. D. Scarfe (San Francisco, CA: ASP), 383
- Umeda, H., & Nomoto, K. 2005, ApJ, 619, 427
- Ungren, A., Sperauskas, J., & Boyle, R. P. 2002, BaltA, 11, 91
- van Leeuwen, F. 2007, A&A, 474, 653
- van Winckel, H., 2003, ARA&A 41, 391
- Witkowski, M., Hofmann, K. –H., Höfner, S., Le Bouquin, J. B., Nowotny, W., Paladini, C., Young, J., Berger, J. -P., Brunner, M., de Gregorio-Monsalvo, I., Eriksson, K., Hron, J., Humphreys, E. M. L., Lindqvist, M., Maercker, M., Mohamed, S., Olofsson, H., Ramstedt, S., Weigelt, G. 2017, A&A, 601, A3
- Yoss, K. M., & Griffin, R.F. 1997, JApA, 18, 161
- Začs, L., Klochkova, V. G., & Panchuk, V. E. 1995, MNRAS, 275, 764
- Začs, L., Schmidt, M. R., & Szczerba, R. 1999, MNRAS, 306, 903
- Začs, L., Sperauskas, J., Musaev, F. A., et al. 2009, ApJL, 695, L203
- Zamora, O., Abia, C., Plez, B., Dominguez, I., & Cristallo, S. 2009, A&A, 508, 909
- G. Galazutdinov; <http://www.gazinur.com/Spectra-Processing.html>
- <http://www.astro.uu.se/valdwiki/VALD3linelists>

PATEICĪBAS

Vēlos izteikt visīpašāko pateicību savam darba vadītājām *Dr. Phys.* vadošajam pētniekam Laimonam Začam par palīdzību, atbalstu, ieteikumiem un pacietību disertācijas tapšanas gaitā un par sadarbību Astrospektroskopijas laboratorijā daudzu gadu garumā.

Šis darbs ir tapis ar finansiālā atbalsta palīdzību no Latvijas Zinātnes Padomes projekta “Zvaigžņu vēlo evolūcijas stadiju pētījumi, izmantojot spektroskopijas jaunākās metodes un instrumentus”, FLPP Nr. lzp-2020/1-0088.

Liels paldies par sadarbību Krievijas ZA Speciālās Astrofizikas observatorijas (SAO), Viļņas Universitātes un Ukrainas Galvenās Astronomijas observatorijas (MAO) līdzstrādniekiem par iegūto pieredzi un zināšanām. Pateicība Vasīlijam Puzinam, Faigam Musaevam, Juliusam Sperauskam, Viktoram Deiveikim, Jakivam Pavlenko un Bogdanam Kaminskim.

Sirsnīgs paldies vīram, vecākiem, visiem radiem un draugiem, kuri mani iedvesmoja un morāli un finansiāli atbalstīja darba tapšanas laikā.