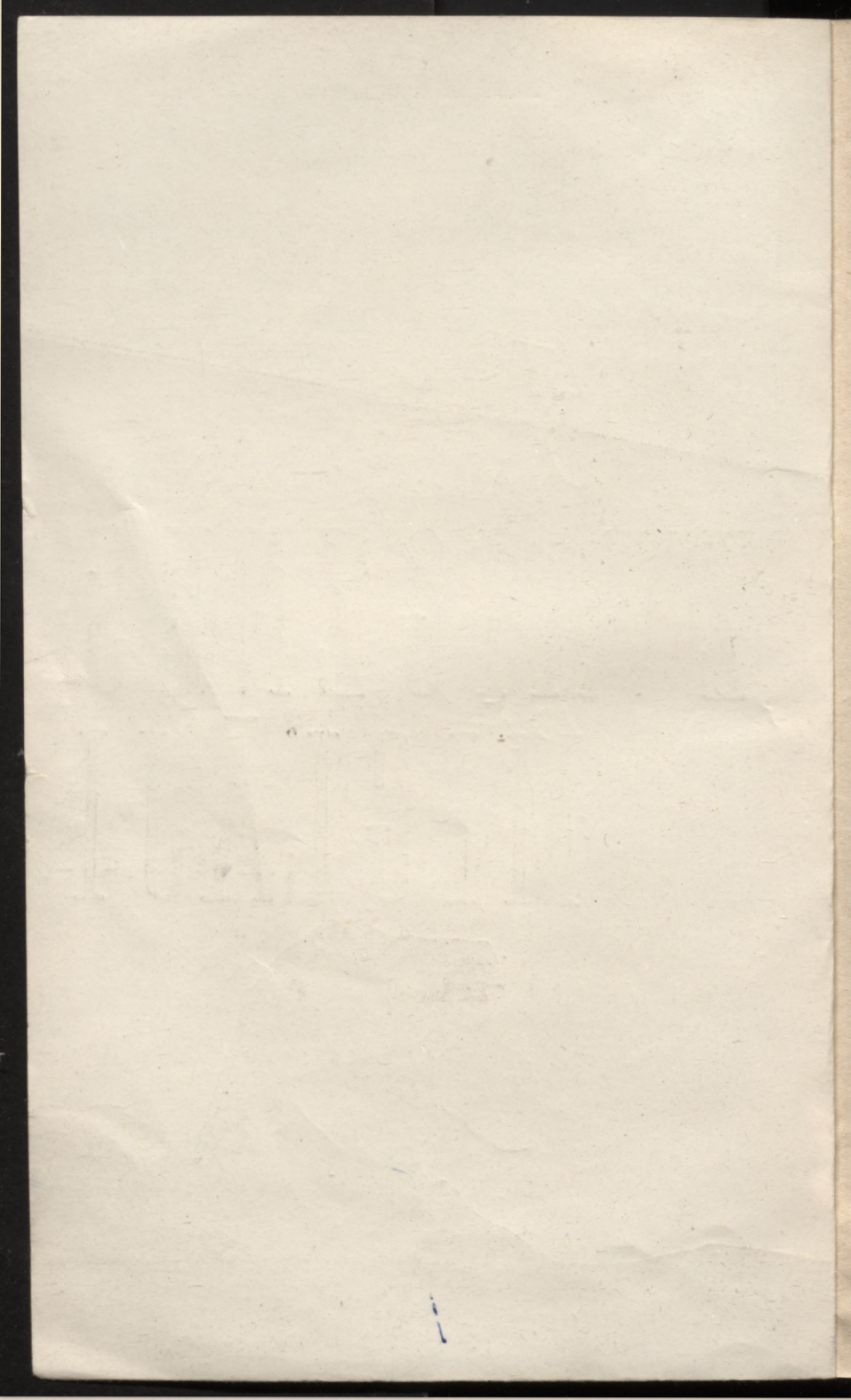


L  $\frac{62-3}{26}$

A. ALEKSNIS

ZVAIGZNES  
un MIGLĀJI







L 62-3  
26

L  
52

LATVIJAS PSR ZINĀTŅU AKADĒMIJA  
ASTROFIZIKAS LABORATORIJA

A. ALKSNIS

ZVAIGZNES  
UN  
MIGLĀJI

LATVIJAS PSR ZINĀTŅU AKADĒMIJAS IZDEVNIECIBA  
RIGĀ 1961

Latv. PSR Valsts biblioteka

~~62~~ 868

523.8  
Al 514

Андрей Карлович Алкснис  
ЗВЕЗДЫ И ТУМАННОСТИ

На латышском языке

0309032034



## I. TELESKOPS ATKLĀJ ZVAIGŽŅU PASAULES AINU

### CIK TĀLU LIDZ ZVAIGZNĒM?

Raugoties tumšā zvaigžņotā debesī, šķiet, ka zvaigžņu skaitam nav gala. Un tomēr, ja mēģinātu paskaitīt tās, ko var redzēt bez jebkāda tālskata, tad izrādītos, ka virs apvāršņa nav redzams vairāk par 3000 zvaigznēm. Tās, kuras atrodas pie rietumu horizonta, pēc laiciņa jau būs norietējušas, bet austrumos to vietā parādīsies jaunas. Tāpēc kopējais zvaigžņu skaits, ko mūsu republikā var redzēt ar neapbruņotu aci gada laikā, ir lielāks par minēto skaitli. Ja izdotos būt aiz ekvatora, tad pavisam varētu saskaitīt ap 6000 zvaigžņu. Samērā neliels tālskatis vai binoklis, kura objektīva diametrs ir 5 cm, paver mūsu skatam gandrīz pusmiljonu zvaigžņu. Lielākajā pasaules teleskopā jau varētu saredzēt vairāk par miljardu zvaigžņu, bet, lai uz katru no tām kaut mirkli palūkot, nepietiek cilvēka mūža.

Dabiski rodas jautājums, cik tad tālu ir šie spīdekļi?

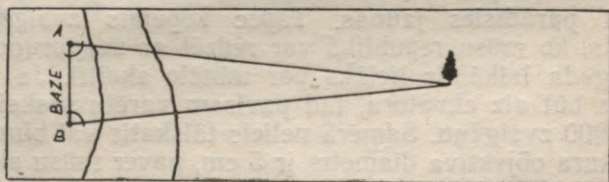
Lai gan zvaigznes attālums no mums nav pašai zvaigznei raksturīgs lielums, tomēr ir svarīgi to noteikt, jo daudzas ziņas par kādas zvaigznes īpašībām var noskaidrot vienīgi, ja ir zināms šīs zvaigznes attālums. Novērotājs mērījumus izdara ar to gaismas staru vai radiovilni, kas viņa teleskopā no spīdekļa atnācis pēc daudzu gadu ilga ceļojuma pasaules telpā. Pētnieks var veikt dažādus eksperimentus un mērījumus ar šo zvaigznes sūtīto staro-

jumu. Bet, lai uzzinātu pašas zvaigznes dabu, jānoskaidro, kāds ir sakars starp izmēritajiem lielumiem un zvaigznes īpašībām. Un te nu bieži vien jāzina zvaigznes attālums. Piemēram, var precīzi izmērīt to gaismas daudzumu, kas, teiksim, ik sekundi nonāk no kādas zvaigznes uz Zemes virsas vienu  $\text{cm}^2$ . Bet cik daudz gaismas izstaro šī zvaigzne? Tas mums paliek nezināms, iekams neesam noteikuši šīs zvaigznes attālumu.

Tātad, lai varētu gūt zināmu ieskatu arī par to, kādā veidā nosaka zvaigžņu īpašības, ir nepieciešami īsumā noskaidrot, kā mēri zvaigžņu attālumus.

### ZVAIGŽŅU ATTĀLUMU MĒRIJUMI

Zvaigžņu un tāpat citu spīdekļu attālumu noteikšanas pamatā ir trigonometriskā metode. Šis paņēmiens ir līdzīgs trigonometrijas stundā apskatāmajam uzdevumam — kā noteikt nesasniedzama priekšmeta attālumu. Piemēram, jānosaka aiz upes augoša koka (C) attālums (1. att.). Lai to izdarītu, kā zi-



1. att. Nesasniedzama priekšmeta attāluma noteikšana ar trigonometrisku paņēmienu ir līdzīga tuvāko zvaigžņu attāluma mērīšanai.

nāms, jāiezīmē divi punkti (A un B) šajā upes krastā, jāizmēri attālums starp tiem, tā sauktās bāzes garums. Tad jāņem palīgā teodolīts vai kāds cits leņķu mērāmais instruments. Ar to jāizmēri leņķi BAC un ABC pie trīsstūra ABC virsotnēm A un B. Tad tikai atliek pēc trīsstūra aprēķināšanas formulām noteikt malas AC vai BC garumu, un vajadzīgais attālums atrasts. Ar šādu paņēmienu ģeodēzisti nosaka attālumus uz Zemes virsas. Tad bāzes garums sasniedz 10 un vairāk kilometru. Šādā veidā ir noteikts Zemes lielums un tās forma.



Savukārt, zinot attālumu starp diviem punktiem (observatorijām) uz Zemes, var izmērīt Mēness un tuvāko planētu attālumus, vienlaicīgi no abām vietām novērojot to stāvokļus attiecībā pret blakus esošām zvaigznēm.

Saules attāluma noteikšanai labu paņēmieni atrada pazīstamais angļu astronoms E. Hallejs (Edmund Halley, 1656.—1742.). Ir zināms, ka Venēra katrā 243 gadu posmā četras reizes iet pāri redzamajam Saules diskam. Novērotāji dažādās vietās uz Zemes tad redz Venēru šķērsojam Saules disku pa dažādām hordām. Zinot Venēras attālumu attiecīgajā mirklī, var izrēķināt Saules attālumu. Kā zināms, vidējais Saules attālums no Zemes ir 149 500 000 km. To bieži lieto kā vienību attālumu mērīšanā un sauc par astronomisko vienību.

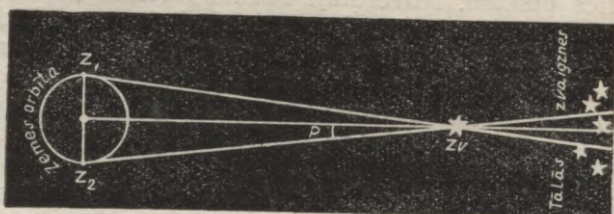
Radiolokācijas tehnikai attīstoties, ir iespējams ar pilnīgi jauniem paņēmieniem noteikt astronomiskās vienības garumu. Kādas planētas virzienā nosūta īsu, ļoti spēcīgu radio signālu. Tas no planētas virsas daļēji atstarojas uz Zemi. Nosakot, cik ilgs laiks pagājis no signāla noraidīšanas līdz atstarotā signāla uztveršanai, aprēķina planētas attālumu. Tad var noteikt arī astronomiskās vienības garumu.

Pagaidām radiolokācijas tehnika ir spējīga saņemt atstaroto signālu tikai no Zemei tuvākās planētas Venēras. 1958. gada februārī amerikāņu zinātnieki pirmo reizi ar radiolokācijas metodi noteica astronomiskās vienības garumu pēc Venēras lokācijas un ieguva rezultātu, kas labi saskan ar optiskiem novērojumiem.

1961. gada pavasarī Venēras radiolokāciju veica padomju zinātnieki. Šo mērījumu rezultātā noteikts, ka astronomiskā vienība ir 149 457 000 km.

Bet kā ir ar zvaigžņu attālumu mērīšanu? Izrādās, ka vislielākais attālums starp diviem punktiem uz Zemes ir pārāk īsa bāze pat vistuvāko zvaigžņu attālumu noteikšanai, jo attālumi līdz zvaigznēm ir ārkārtīgi lieli, salīdzinot ar bāzes garumu, lai gan Zemes diametrs ir 12 742 kilometri. Tad leņķis pie trīsstūra virsotnes C (mērāmā zvaigzne) ir daudzkārt mazāks, nekā kļūda, ar kādu mērām leņķus pie

virsoņiem A un B. Ir vajadzīga daudz lielāka baze. To dod pati Zeme, riņķodama ap Sauli. Šai gadījumā gan mērījumus abos bāzes galos nevar izdarīt vienlaicīgi. Ja pavasarī Zeme atrodas vienā bāzes galā (punktā  $Z_1$ ), tad otrā bāzes galā (punkts  $Z_2$ ) tā atradīsies tikai pēc pusgada, rudenī (2. att.). Pirmajā reizē var izmērīt leņķi  $Z_2Z_1Zv$ , bet otru reizi leņķi  $Z_1Z_2Zv$ . Zvaigznes attāluma izmaiņa, kas notikusi starplaikā, ir pilnīgi neievērojama, salīdzinot ar tās

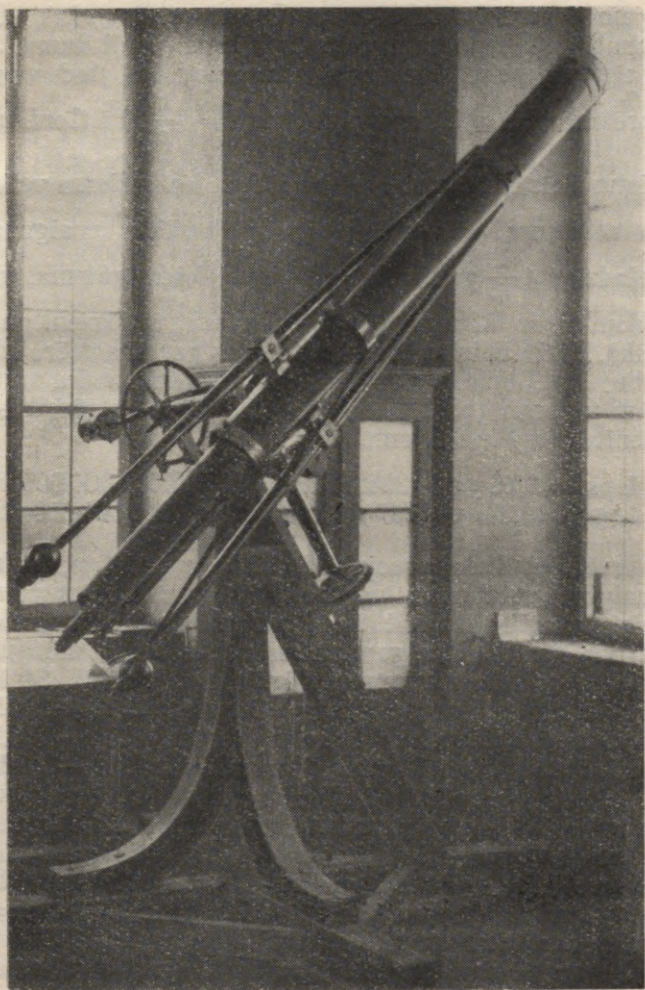


2. att. Zvaigžņu attālumu mērījumos par bāzi izmanto Zemes orbītas diametru.

attālumu. Bāzes garums šai gadījumā ir 299 miljoni kilometru. Tomēr arī šī šķietami milzīgā baze ir ļoti maza attiecībā pret mērāmiem attālumiem. Tādēļ leņķi pie virsoņiem  $Z_1$  un  $Z_2$  jāmēri ar sevišķi lielu precizību. Lai to saprastu, pietiek ievērot, ka leņķis Saule  $ZvZ_1$ , ko sauc par zvaigznes gada paralaksi un parasti apzīmē ar  $p$ , arī vistuvākajai zvaigznei *Proxima Centauri* (Centaura Vistuvākā) ir tikai 0,76 loka sekundes. Zvaigznes paralakse ir tas leņķis, kādā redzētu Zemes orbītas lielo pusasi, ja novērotājs atrastos attiecīgās zvaigznes attālumā. Ja, raugoties no vistuvākās zvaigznes uz mūsu Saules sistēmu, varētu saskatīt riņķi, ko Zeme apraksta, riņķodama ap Sauli, tas izskatītos tik liels kā vienkapeikas monēta 2 kilometru attālumā.

Tik lielu attālumu raksturošanai nav ērti lietot parastās garuma vienības. Tāpēc zvaigžņu un citu tālo objektu attālumus izsaka īpašās mēra vienībās. Visbiežāk lieto jau pieminēto parseku. Parseks ir attālums, kam atbilstošā paralakse ir 1 loka sekunde. Tik tuvu Saules sistēmai nevienas zvaigznes nav. Bet,





3. att. Ar šo teleskopu 1836. gadā Tartu observatorijā V. Strūve pirmo reizi izmērija zvaigznes attālumu. Teleskopu J. Fraunhofers būvēja no 1818. līdz 1824. gadam, tā objektīva diametrs ir 24 cm, fokusa attālums 434 cm. Līdz 1835. gadam tas bija lielākais refraktors pasaulē.

ja no 1 parseka lūkotos uz Zemes orbītas riņķi, tas būtu kā 15 kapeiku monēta 2 kilometru attālumā. Ja zvaigznes paralakse ir  $p$  loka sekundes, tad viegli aprēķināt tās attālumu parsekos  $r = \frac{1}{p}$ . Tā Centaura

Vistuvākās attālums ir  $\frac{1}{0,76} = 1,3$  ps. Lai gaisma veiktu šo attālumu, kas mūs šķir no tuvākās zvaigznes, vajadzīgi  $4\frac{1}{4}$  gadu. Arī attālumu, kādu gaisma, virzīdamās ar ātrumu 299 791 km/sek, noskrien gada laikā, bieži lieto par astronomisko garuma mēra vienību. Lūk, dažas sakarības starp garuma mēra vienībām parseku (ps), gaismas gadu (gg), astronomisko vienību (av) un kilometru:

$$\begin{aligned} 1 \text{ ps} &= 3,26 \text{ gg} = 206265 \text{ av} = 30\,857\,000\,000\,000 \text{ km}, \\ 1 \text{ gg} &= 0,307 \text{ ps} = 63\,300 \text{ av} = 9\,460\,000\,000\,000 \text{ km}. \end{aligned}$$

Ievērojot lielo precizitāti, kāda vajadzīga, mērot zvaigžņu attālumus, nepārsteidz fakts, ka tos pirmo reizi izdevies izmērīt tikai 19. gadsimta 30. gados. Pirmie zvaigžņu trigonometrisko paralakšu mērījumi saistās ar trīs astronomu vārdiem. Tie ir V. Strūve (Friedrich Georg Wilhelm Struve, 1793.—1864.), V. Besels (Friedrich Wilhelm Bessel, 1784.—1846.), un T. Hendersons (Thomas Henderson, 1798.—1844.).

Celmlauzis šai darbā bija V. Strūve, kuru vairākus gadus saistīja zvaigžņu attālumu problēma. No daudziem astronomiskiem novērojumiem viņš secināja, ka divdesmit piecu debess ziemeļu puslodes spožāko zvaigžņu vidējā paralakse nepārsniedz  $0",1$  jeb to vidējais attālums ir lielāks par 10 parsekiem. 1835. un 1836. gadā viņš 14 mēnešus novēroja Vēgu ( $\alpha$ ), lai noteiktu tās attālumu. Viņš aprēķināja, ka šīs zvaigznes paralakse ir  $0",125$  (8 parseki). Šo darbu V. Strūve veica Tartu ar savā laikā pasaulē lielāko refraktora teleskopu. Teleskopu, kura objektīva diametrs ir 24 cm, bija izgatavojis ievērojamais vācu optiķis J. Fraunhofers (Joseph Fraunhofer, 1787.—1826.). Jāpiezīmē, ka vēl tagad šis astronomiskais instruments atrodas Tartu observatorijā, bet



jau kā muzeja eksponāts (3. att.). 1838./39. gados V. Besels Kēnigsbergā (tagad Kaļiņingrada) arī ar Fraunhofera gatavotu teleskopu izmērija Gulbja zvaigznāja 61. zvaigznes paralaksi, tā izrādījās  $0'',293$ . Ap to pašu laiku T. Hendersons Labās Cerības ragā (Dienvidāfrikā) pēc agrāk citos nolūkos veiktajiem zvaigžņu mērījumiem atrada, ka Centaura  $\alpha$  paralakse ir  $0'',751$ . Toreiz astronomi novērojumus izdarīja vizuāli. Tagad to veic ar fotografijas palīdzību. Šai darbā piedalās vairākas astronomiskās observatorijas, kurās ir piemēroti teleskopi. Ziņas par trigonometriskām paralaksēm, kas bija izmērītas līdz 1950. gadam, ir sakopotas Trigonometrisko paralaksu vispārīgajā katalogā. To izdevusi Jeilas universitāte (ASV). Katalogā ietilpst 5822 zvaigžņu paralaksēs.

Ar pašreizējiem astronomiskiem instrumentiem un metodēm var izmērīt attālumus tuvākām zvaigznēm, kas atrodas līdz 100 parseku tālu no Saules sistēmas. Tālāku attālumu mērīšanai trigonometriskā metode nav lietojama, jo rezultāta nenoteiktība kļūst pārāk liela. Tāpēc lieto citus netiešus paņēmienus, kas galu galā pamatojas uz trigonometrisko paralaksu mērījumu rezultātiem.

## TUVĀKĀS ZVAIGZNES

Dažas ziņas par tuvākām zvaigznēm ievietotas 1. tabulā. Tur ietilpst 23 tuvākās atsevišķās zvaigznes vai zvaigžņu pāri un trijotnes, ieskaitot arī Sauli. Pirmajā ailē atrodams zvaigznes nosaukums. Spožākajām zvaigznēm tie ir pazīstamie grieķu izcelsmes īpašvārdi (Siriuss, Procioms), citām apzīmējums ar zvaigznāju un grieķu burtu vai kārtas skaitli (Centaura  $\alpha$ , Gulbja 61.), vēl citām zvaigznes apzīmējums ar numuru kādā no daudzajiem zvaigžņu katalogiem (Luitena 726-8, BD+5° 1668). Otrajā ailē atrodama zvaigznes paralakse (loka sekundēs), bet trešajā — tās attālums (gaismas gados). Tālākajās ailēs ievietoti dati, ar kuriem iepazīsīties nākošajās nodaļās. Kā no tabulas redzām, zvaigzne Centaura  $\alpha$ , kuru

## Tuvākās zvaigznes

Zvaigznes nosaukums	Paralakse	r	$m_v$	Sp	$M_v$	L
Saule	—	—	-26,9	G2 V	4,7	1,0
Centaura Proksima	0",762	4,3	11	M5e	15,4	0,000052
Centaura $\alpha$ A	0,751	4,3	0,3	G2 V	4,7	1,0
" $\alpha$ B	0,751	4,3	1,7	K5	6,1	0,28
Barnarda zvaigzne*	0,545	6,0	9,5	sdM4,5	13,2	0,00040
Volfa 359	0,421	7,7	13,5	dM6e	16,6	0,00017
Luitena 726-8 A	0,410	7,9	12,5	dM5e	15,6	0,00004
" B	0,410	7,9	13,0	dM5,5e	16,1	0,00003
Lalanda 21185*	0,404	8,0	7,5	dM2	10,5	0,0048
Siriuss A	0,375	8,7	-1,6	A1 V	1,3	23
" B	0,375	8,7	7,1	wA	10,0	0,008
Rosa 154	0,351	9,3	10,6	dM4,5e	13,3	0,00036
Rosa 248	0,316	10,3	12,2	dM5,5e	14,7	0,00010
Eridanas $\epsilon$	0,303	10,8	3,8	K2 V	6,2	0,25
Rosa 128	0,298	10,9	11,1	dM5	13,5	0,0030
Gulbja 61* A	0,293	11,1	5,6	K5 V	7,9	0,052
" B	0,293	11,1	6,3	K7 V	8,6	0,028
Luitena 789-6	0,292	11,2	12,2	dM5,5e	14,5	0,00012
Prociens A	0,288	11,3	0,5	F5 IV-V	2,8	5,8
" B	0,288	11,3	10,8	wd?	13,1	0,00044
Indiāna $\epsilon$	0,285	11,4	4,7	K3 V	7,0	0,12
Strūves 2398 A	0,280	11,6	8,9	dM4	11,1	0,0028
" B	0,280	11,6	9,7	dM5	11,9	0,0013
Grumbridža 34 A	0,278	11,7	8,1	dM2,5	10,3	0,0058
" B	0,278	11,7	10,9	sdM4e	13,1	0,00044
Valzivs $\tau$	0,275	11,8	3,6	G8 Vp	5,8	0,36
Lakaila 9352	0,273	11,9	7,2	dM2	9,4	0,013
BD +5° 1668	0,263	12,4	10,1	dM4	12,2	0,0010
Lakaila 8760	0,255	12,8	6,8	dM1	8,6	0,022
Kapteina zvaigzne	0,251	13,0	9,2	sdM0	11,2	0,0026
Krigeria 60 A	0,249	13,1	9,9	dM3	11,9	0,0013
" B	0,249	13,1	11,4	dM4,5e	13,4	0,00034

\* Zvaigznei konstatēts neredzams pavadoņs.

T. Hendersons bija izvēlējis pirmo attāluma noteikšanai, ir vistuvākā zināmā zvaigzne. Istenībā mazliet tuvāk ir jau pieminētā Proksima, kas kopā ar Centaura  $\alpha$  un vēl trešo zvaigzni ietilpst vienā zvaigžņu trijotnē.



## ZVAIGŽŅU SPOŽUMS

Ja skatāmies skaidrās nakts debesīs, mūsu acs zīlītē nokļūst gaisma no vienas zvaigznes vairāk, no citas mazāk. Jo vairāk gaismas krīt uz acs tiklīni taj vietā, kur projicējas kādas zvaigznes attēls, jo šī zvaigzne mums izskatās lielāka un gaišāka. Tad mēs parasti sakām, ka zvaigzne ir spožāka. Zvaigznes spožums tāpat raksturo to gaismas daudzumu, kas no šīs zvaigznes krīt uz noteikta lieluma laukumiņu, vai raksturo apgaismojumu, ko šī zvaigzne dod uz Zemes. Cilvēka acs samērā labi var konstatēt zvaigžņu spožumu atšķirības, kā to liecina jau pirms mūsu ēras sastādītie zvaigžņu spožumu katalogi.

No senajiem zvaigžņu pētniekiem pārņemto tradīciju rezultātā zvaigžņu un citu spīdekļu spožumu ir pieņemts mērīt logaritmiskā skalā. Šī īpatnība atbilst cilvēka acs, kā arī citu maņu organu fizioloģiskajām īpašībām. Spožuma pieaugums par kādu vienu noteiktu lielumu mums šķiet dažāds atkarībā no tā, kāds ir sākotnējais spožums. Piemēram, tumšā istabā eglītē ir iedegta viena svecīte; istabā jūtam zināmu gaišumu. Iededzinot vēl vienu svecīti, manīsim noteiktu gaišuma pieaugumu. Bet, iededzinot vienpadsmito svecīti, gaišuma pieaugumu, ja vispār konstatēsim, tad daudz mazāku nekā pirmajā gadījumā; pirmajā gadījumā apgaismojums palielinājās divas reizes, bet otrajā tikai nedaudz vairāk par vienu reizi

( $\frac{10+1}{10} = 1,1$ ). Lai otrajā gadījumā iegūtu apgaismojuma pieaugumu divas reizes, būtu bijis jāiededz nevis viena, bet veselas 10 svecītes. Tātad otrā gadījumā vajadzīga 10 svecīšu gaisma, lai acs justu tikpat lielu gaišuma maiņu, kādu pirmajā gadījumā deva vienas svecītes gaisma. Jāpiezīmē, ka šādas īpašības dēļ acs iegūst spēju uztvert ļoti lielu apgaismojuma diapazonu. (Līdzīgi ir ar dzirdi: 10 000-balsīgs koris Dziesmu svētku estrādē nebūt nerada sajūtu, ka bungādiņas plīstu pušu.)

Pēc minētā kļūst saprotams, kāpēc, novērtējot zvaigžņu spožumu pēc acumēra, senie astronomi bez īpaša nodoma iedalīja zvaigznes spožumu klasēs tā,

ka katras nākošās klases zvaigznes spožums ir noteiktu skaitu reizes lielāks par iepriekšējās klases zvaigžņu spožumu. Daudz gadsimtu vēlāk, kad bija izveidoti instrumenti apgaismojuma precīzai mērīšanai, zinātnieki pārliecinājās, ka spožuma attiecība starp divām sekojošām spožuma klasēm vidēji ir 2,5. Spožuma klasi apzīmē ar skaitli, ko sauc par zvaigžņu lielumu. Visspožākajām zvaigznēm lielums ir 1, nākošās klases zvaigznēm, kam spožums 2,5 reizes mazāks, lielums ir 2, tālāk nāk 3. lielums, ar 2,5 reizes vājākām zvaigznēm nekā 2. klasē un  $2,5 \times 2,5$  jeb 6,25 reiz vājākām zvaigznēm nekā 1. klasē. Tā tas turpinās līdz 6. lielumam ( $6^m$ ), kas atbilst visvājākām ar aci saskatāmām zvaigznēm.

Pārējināsim, cik reizes  $6^m$  zvaigznes ir vājākas par  $1^m$  zvaigznēm:

$$\underbrace{2,5 \times 2,5 \times \dots \times 2,5}_{6-1=5 \text{ reizes}} = 2,5^{6-1} = 2,5^5 = x$$

$$6 - 1 = 5 \text{ reizes}$$

$$\lg x = 5 \lg 2,5$$

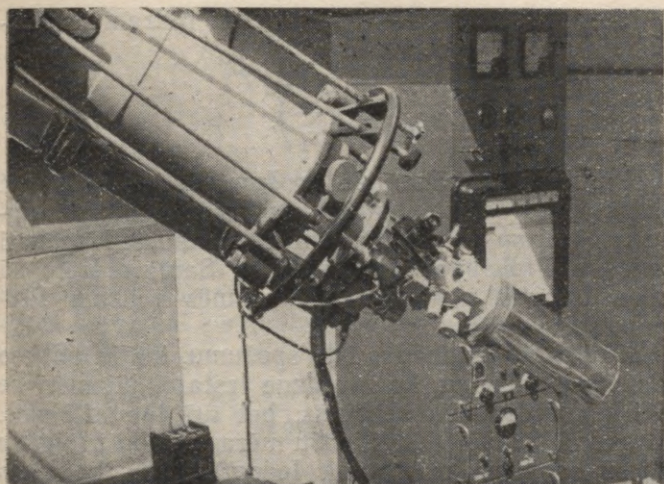
Pēc Pogsona ieteikuma, attiecības 2,5 vietā izvēlēta attiecība 2,512, jo tad  $\lg 2,512 = 0,4$ . Tad mūsu piemērā  $\lg x = 5 \lg 2,512 = 5 \times 0,4 = 2; x = 10^2 = 100$ . Tātad 6. lieluma zvaigznes ir 100 reizes vājākas par 1. lieluma zvaigznēm.

Pēc līdzīga principa raksturo spožumu arī vēl vājākām zvaigznēm, kas redzamas vai nofotografējamās vienīgi ar teleskopu palīdzību. Ar pasaules lielākiem teleskopiem tagad novēro jau 23. lieluma zvaigznes. Tās ir  $2,512^{22} = (2,512^5)^4 \times 2,512^2 = 100^4 \times 6,31 = 631$  miljonu reizes vājākas par 1. lieluma zvaigznēm.

Ļoti spožu zvaigžņu spožumu jāizsaka ar nulli vai pat negatīvu lielumu.

Kā redzam no 1. tabulas 4. ailes, spožai zvaigznei Sīriusam spožumu raksturo ar lielumu  $-1^m,6$ , šī zvaigzne ir vēl spožāka par nulles lieluma zvaigznēm. Procionā spožumam atbilst lielums  $m_v = 0,5$ . Vājākā no šīs tabulas zvaigznēm ir *Volfa* 359., kurai spožums ir  $13^m,5$ . Šī zvaigzne tātad ir miljons reižu vājāka par Sīriusu.





4. att. Automātisks fotoelektriskais fotometrs — ierīce zvaigžņu spožumu precīzai mērīšanai Zinātņu akadēmijas Astrofizikas laboratorijas novērošanas stacijā Riekstukalnā. Ierīces galvenā sastāvdaļa — fotoelektronu pavairotājs ir piemontēts pie 20-cm refraktora. Aizmugurē redzams pašrakstītājs, kas automātiski reģistrē novērojumu rezultātus.

Mērijot ar fotoelektriskiem fotometriem, zvaigžņu spožumus nosaka ar precizitāti līdz spožuma klases simtdaļai ( $0^{m,01}$ ), kas atbilst 1% spožuma kļūdai.

Šādus tieši izmērāmus vai novērojamus zvaigžņu spožumus sauc par redzamiem vai šķietamiem spožumiem, bet attiecīgos lielumus par redzamiem lielumiem.

Mēs jau konstatējām, ka zvaigznes redzamais spožums neraksturo pašas zvaigznes izstaroto gaismas daudzumu, jo zvaigzne atrodas no mums dažādos attālumos. Jo tālāk atrastos kāda zvaigzne, jo tā izskatītos vājāka. Pie tam attāluma palielināšanās 2 reizes spožumu vājinātu četras reizes. Vispār punkveida gaismas avotam, par kādiem mēs varam uzskatīt arī zvaigznes, redzamais spožums ir pretēji proporcionāls attāluma kvadrātam. Ja divas pilnīgi vienas zvaigznes atrodas dažādos attālumos — pirmās

attālums ir  $r_1$ , otrās —  $r_2$ , tad viņu redzamo spožumu ( $E_1$  un  $E_2$ ) attiecība ir

$$\frac{E_1}{E_2} = \left(\frac{r_2}{r_1}\right)^2$$

Mūsu Saules redzamais spožums ir  $-26^m,7$ . Bet iedomāsimies kosmonautus, kas traucas starpzvaigžņu telpā prom no dzimtās Saules sistēmas. Nonākuši Centaura Proksimas tuvumā, viņi Sauli redzētu kā nulles lieluma zvaigznīti, kādu mēs redzam Procionu.

Lai noteiktu zvaigznes īsto spožumu, tas ir, patieso gaismas daudzumu, ko zvaigzne izstaro, jāizmērī ne tikai tās redzamais spožums, bet arī tās attālums. Astronomi ir izvēlējušies īpašu mēra vienību zvaigžņu patiesā spožuma mērīšanai. Iedomāsimies, ka visas zvaigznes atrodas vienā attālumā no mums, arī Saule starp tām. Ja tad kāda zvaigzne izrādītos, piemēram, 5 reizes spožāka par Sauli, tad varētu teikt, ka tās īstais spožums jeb starжда ir 5. Vispār dotās zvaigznes starжда ir attiecība starp tās spožumu un Saules spožumu, pieņemot, ka abi šie spīdekļi atrodas vienā un tai pašā attālumā no novērotāja.

Arī īsto spožumu bieži mērī logaritmiskā skalā, izsakot to absolūto lielumu klasēs. Redzamais lielums, kāds būtu zvaigznei, ja tā atrastos 10 parseku attālumā, ir nosaukts par zvaigznes *absolūto lielumu*.

Pieņemsim, ka kāda zvaigzne ir attālumā  $r$  parseku un tās redzamais spožums lieluma klasēs ir  $m$ . Kāds ir šīs zvaigznes absolūtais lielums  $M$ ? Apzīmēsim ar  $E_m$  zvaigznes redzamo spožumu, bet ar  $E_M$  tās īsto spožumu, t. i., spožumu šai zvaigznei, ja tā būtu nevis  $r$ , bet 10 parseku tālu. Tad saskaņā ar iepriekšējo formulu

$$\frac{E_m}{E_M} = \left(\frac{10}{r}\right)^2 = x.$$

Bet spožumu attiecības logaritms vienāds ar attiecīgo lielumu starpību  $M - m$ , reizinātu ar 0,4,

$$\lg x = 0,4 (M - m).$$



Tādēļ

$$M - m = 2,5 \lg \left( \frac{10}{r} \right)^2 = 5 \lg 10 - 5 \lg r,$$

$$M = m + 5 - 5 \lg r.$$

Pēc šīs formulas var izrēķināt zvaigznei absolūto lielumumu  $M$ , ja ir zināms tās redzamais lielums  $m$  un tās attālums  $r$  (parsekos).

Piemēram, no 1. tabulas atrodam, ka Prociona redzamais spožums ir  $0^m,5$ , bet tā paralakse ir  $0'',288$ . Varam aprēķināt šīs zvaigznes īsto spožumu zvaigžņu lielumu klasēs:

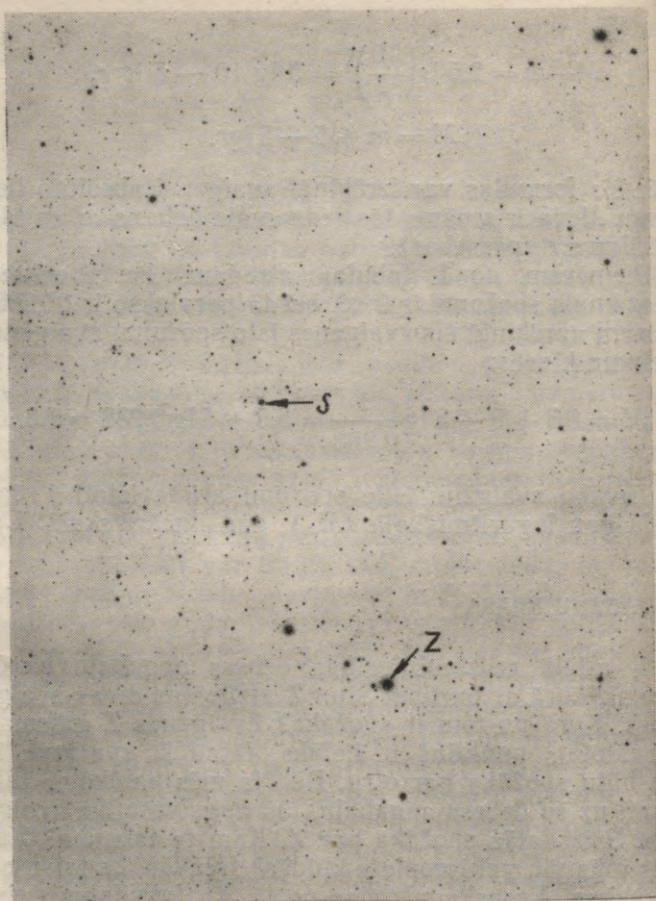
$$M = 0,5 + 5 - 5 \lg \frac{1}{0,288} = 5,5 + 5 \lg 0,288 = 2,8.$$

Tuvāko zvaigžņu īstie spožumi arī ievietoti 1. tabulā gan logaritmiskajā ( $M_v$ ), gan lineārā skalā ( $L$ ).

## ZVAIGŽŅU KRĀSA

5. attēlā redzams neliela debess apgabala uzņēmums, kurā ar burtiem S un Z atzīmētas divas zvaigznes. Kura no tām ir spožāka? Zvaigznes Z gaismas izveidotais punktiņš ir lielāks, tātad šī zvaigzne it kā būtu spožāka par otru. Bet, ja mēs palūkoties tālskatī uz šo debess apgabalu, tad apgalvotu, ka zvaigzne S izskatās spožāka par Z. Kam te taisnība? Vai acs mūs vil, vai fotoplate kļūdās? Izrādās, ka taisnība ir abiem. Nesaskaņa rodas no tā, ka fotoplates gaismas jutīgam slānim un acs tīklenei ir atšķirīga krāsu jutība, bet abām zvaigznēm ir dažāda krāsa.

Cilvēka acs spējīga saskatīt gaismu, kuras viļņu garums ir lielāks par  $3800 \text{ \AA} = 0,00038 \text{ mm}$ , bet mazāks par  $7600 \text{ \AA}$ . Redzamo gaismu ar visisāko viļņu garumu saucam par violetu, tālāk nāk zilā, zaļā, dzeltenā, oranžā, sarkanā — tā kā varavīksnē. Visjutīgāka acs ir pret zaļo gaismu —  $5560 \text{ \AA}$ . Turpretī parastā, nesensibilizētā fotoplate, ar ko uzņemts 4. attēls, sajūt gaismas viļņus, kas ir īsāki par  $5500 \text{ \AA}$ , bet vislabāk zilo gaismu —  $4300 \text{ \AA}$ .



5. att. Debess apgabala uzņēmums. Ar S apzīmēta sarkana, ar Z zila zvaigzne.

Zvaigzne S sarkano un dzelteni gaismu izstaro vairāk nekā zvaigzne Z, bet zilo gaismu mazāk. Tāpēc arī acij spožāka šķiet S, bet fotoplate vairāk reaģē uz zvaigznes Z gaismu. Ar to arī izskaidrojama minētā nesaskaņa.

Lai novērstu tamlīdzīgus pārpratumus, vienmēr jāpiezīmē, kāda krāsas jutība ir instrumentam, ar ko



mērīti attiecīgie zvaigžņu spožumi. Ar aci noteiktos spožumus tāpēc sauc par vizuāliem, bet ar parasto fotoplati noteiktos par fotografiskajiem. Mūsu dienās gan zvaigžņu spožumus vizuāli tikpat kā vairs nemēri. Tai vietā lieto ortohromatisko vai panhromatisko fotoplati, kas jūt arī dzeltenu un sarkano gaismu. Kopā ar dzeltenu filtru šādas plates krāsas jutība imitē acs krāsas jutību. Attiecīgos zvaigžņu spožumus sauc par fotovizuāliem. Bez tam astronomiem nākas sastapties ar fotosarkaniem, infrasarkaniem un vēl citiem zvaigžņu spožumiem. Tie noteikti ar sarkanai, infrasarkanai vai vēl citai gaismai jutīgiem uztvērējiem.

Atzīmēsim, ka 1. tabulā dotie spožumi ir vizuāli, ko norāda indekss  $V$ . Bet, ja uztvērējs vienādi jutīgs pret visiem iespējamiem gaismas viļņiem, tad mērītos spožumus sauc par bolometriskiem. Bolometriskais spožums raksturo visu zvaigznes izstaroto enerģiju. Diemžēl, bolometriskos spožumus uz Zemes tieši izmērīt nevar, jo Zemes atmosfēra nelaiž cauri gaismu, kam viļņu garums īsāks par  $3000 \text{ \AA}$ .

Jo sarkanāka kāda zvaigzne, jo mazāks tās fotografiskais spožums, salīdzinot ar vizuālo spožumu, bet ar lielāku skaitli izsakās tās fotografiskais lielums. Tāpēc *fotografiskais lielums mīnus vizuālais lielums* noder zvaigznes krāsas raksturošanai. Šo starpību sauc par krāsas indeksu  $KI = m_f - m_v$ . Jo sarkanāka zvaigzne, jo lielāks tās krāsas indekss.

Pēdējā laikā arvien plašāk lieto starptautisko fotoelektrisko zvaigžņu lielumu un krāsas indeksu sistēmu. Trīs dažāda garuma viļņu zvaigžņu lielumus šai sistēmā apzīmē ar burtiem  $U$ ,  $B$ ,  $V$  (ultraviolets, zils, vizuāls), bet krāsas indeksu —  $U-B$  un  $B-V$ .

Ka zvaigžņu krāsa ir dažāda, par to var pārliecināties pat bez teleskopa palīdzības, salīdzinot spožākās zvaigznes. Ja ziemas naktī paskatāmies uz Oriona zvaigznāja spožām zvaigznēm Betelgeīzi un Rigelu, kuras apzīmē arī ar grieķu burtiem  $\alpha$  un  $\beta$ , tad skaidri redzēsīt viņu krāsu atšķirību, — pirmā spīd oranžā krāsā, bet otra dod baltu gaismu. Vājām zvaigznēm acs bez teleskopa palīdzības krāsu neatšķir, tāpat kā krēslā nevarām izšķirt priekšmetu

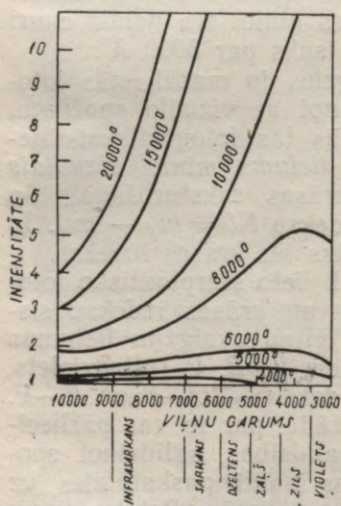
krāsu: vājai gaismai acs krāsu nejūt. Bet ar tālskati var saskatīt vairākas dubultzvaigznes, kur katra komponente ir savā krāsā, piemēram, Gulbja  $\beta$  sastāv no dzeltenas un zilgas zvaigznes, Andromēdas  $\gamma$  — no oranžas un zilgas.

## ZVAIGŽŅU TEMPERATŪRA

Zvaigznes krāsu nosaka tas, cik daudz enerģijas no zvaigznes nes dažāda garuma gaismas viļņi. Šo zvaigznes gaismas īpašību vislabāk var raksturot ar enerģijas sadalījumu zvaigznes izstarotās gaismas spektrā. Savukārt enerģijas sadalījumu spektrā nosaka zvaigznes virsas temperatūra.

Ja karsējam, piemēram, dzelzs gabalu, sākumā tas izstaro tikai neredzamos infrasarkanos viļņus ar lielāku garumu nekā redzamai gaismai. Pieaugot temperatūrai, novērojam sarkankvēli, kas pēc tam pāriet dzeltenā un baltkvēlē.

Līdzīgi ir ar zvaigznes krāsu un tās temperatūru. Zemākas temperatūras zvaigznēm ir sarkanīgāka krāsa, bet karstākām tā ir dzeltena, balta un pat zilgana. Jo karstāka ir zvaigzne, jo relatīvi lielāku enerģijas daļu tā izstaro zilajā un ultravioletajā spektra daļā.



6. att. Starojuma spektrālais sadalījums dažādās temperatūras ķermeņiem. Jo karstāks ķermenis, jo relatīvi vairāk gaismas tas izstaro zilajā spektra daļā.

Gaismas enerģijas spektrālo sadalījumu idealizētam, tā sauktam absolūti melnam ķermeņim raksturo Planka formula. Saskaņā ar šo formulu aprēķināto enerģijas sadalījumu absolūti melna ķermeņa starojumā pie dažādām ķermeņa tem-



peratūram, attēlo liknes 6. attēlā. Katra likne atbilst noteiktai, blakus norādītai temperatūrai. Kā redzam no šī attēla, jo lielāka temperatūra, jo vairāk enerģijas izstaro īso viļņu galā.

Absolūti melnu ķermeņu dabā nav. Tas ir iedomāts ķermenis, kas pilnīgi absorbē visu starojumu, kas uz tā krīt, neatkarīgi no starojuma viļņa garuma un paša ķermeņa temperatūras. Zināma līdzība ar melnu ķermeni ir sodrējiem. Absolūti melnam ķermenim līdzīgu starojumu laboratorijās iegūst, sakarsējot līdz vēlamai temperatūrai priekšmetu, kurā ir noslēgts dobbums. Gaismu, ko izstaro sakarsētais dobbums, novēro caur nelielu caurumiņu, kas izveidots dobbuma sienā.

Arī zvaigznes neizstaro gaismu kā absolūti melni ķermeņi. Tomēr atšķirības nav tik lielas, ka nevarētu pēc enerģijas sadalījuma zvaigznes spektrā noteikt tās temperatūru. Šādā ceļā noteiktu zvaigznes temperatūru sauc par krāsas temperatūru.

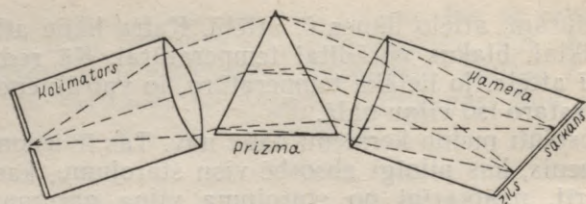
Viszemākā līdz šim novērotā zvaigžņu virsas temperatūra ir ap  $3000^{\circ} \text{K}^*$ , bet karstākām zvaigznēm tā sasniedz  $40\,000^{\circ} \text{K}$ .

## ZVAIGŽŅU GAISMAS ANALIZE

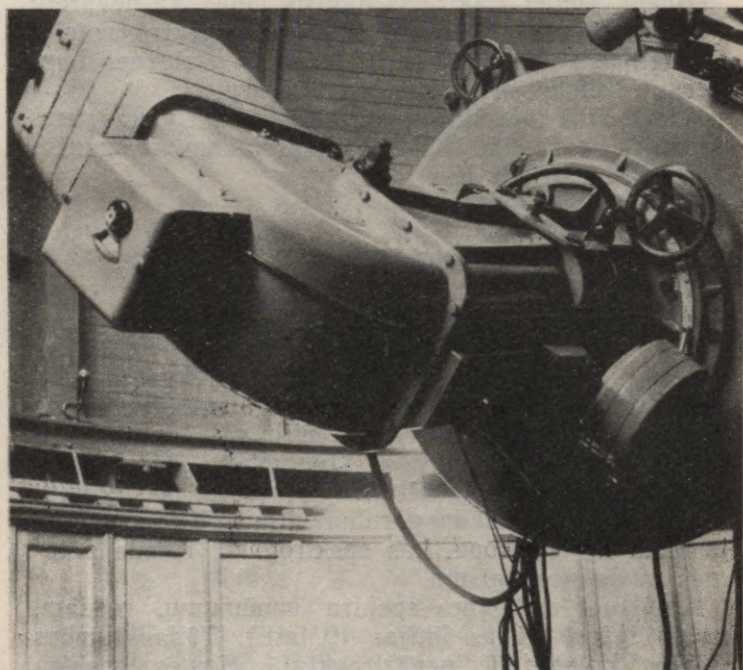
Lai pētītu zvaigžņu un citu spīdekļu gaismas sastāvu, astronomijā lieto spektrografus — optiskas ierīces, kuru galvenā daļa ir stikla vai kvarca prizma. Prizma no zvaigznes nākošo gaismu izšķiro pa viļņu garumiem. Spektrografā ietilpst arī fotokamera spektra attēla uzņemšanai. Jaunākajos spektrografos prizmas vietā ir difrakcijas režģis, kas līdzīgi prizmai atšķir dažāda garuma viļņus. Visa šī ierīce jāsaista ar teleskopu, kas spektrografā ievada pētāmās zvaigznes gaismu.

Aplūkojot zvaigznes spektra uzņēmumu, redzam, ka to šķērso dažas līnijas (9. att.). Tādas tumšas līnijas krāsainajā nepārtrauktajā Saules spektrā ievēroja jau 19. gadsimta sākumā angļu fiziķis

\*  $\text{K}^{\circ}$  — Kelvina gradi, kurus skaita no absolūtās nulles.

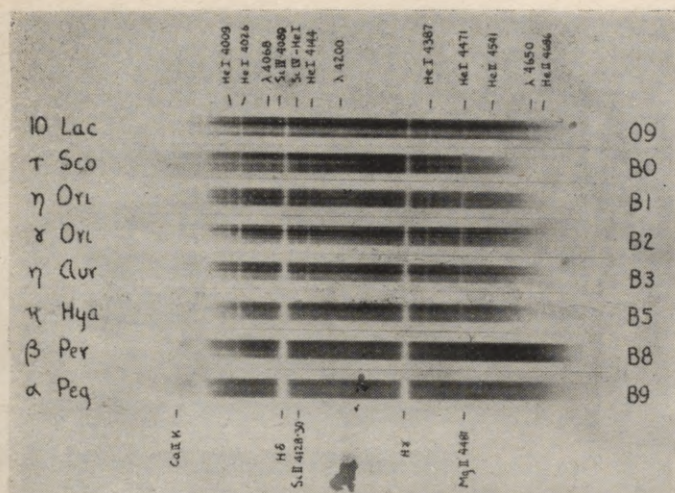


7. att. Prizmas spektrografa shēma. Teleskops koncentrē zvaigznes vai miglāja gaismu uz kolimatora spraugu. Caur spraugu izgājušo staru kūli kolimatora objektīvs pārveido paralēlā kūlī. Prizma isāko viļņu starus (ziļos) noliec vairāk, garāko (sarkanos) — mazāk. Kameras objektīvs paralēlo staru kūļus fokusē uz fotoplates, un izveidojas spektra attēls.



8. att. Spektrografs Ukrainas PSR Zinātņu akadēmijas Galvenās astronomiskās observatorijas 70 cm reflektora Kasegrēna fokusā.

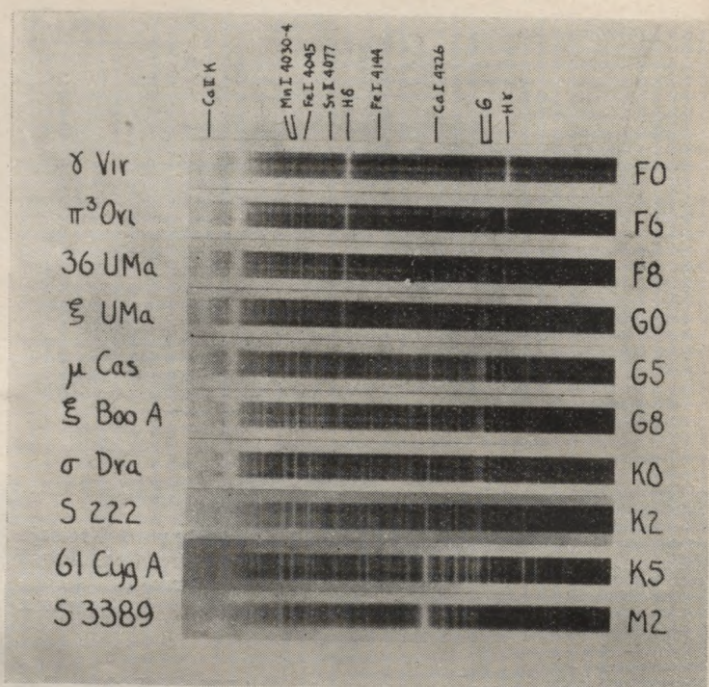




9. att. Dažu karsto zvaigžņu spektru uzņēmumi. Kreisajā pusē zvaigžņu nosaukumi, labajā — to spektru tips. Augšā un apakšā atzīmēts, kādi ķīmiskie elementi radījuši attiecīgās absorbcijas līnijas un kāds ir šo līniju viļņu garums.

V. Volastons (W. H. Wollaston, 1766.—1828.). Saules spektra spēcīgākās absorbcijas līnijas ikviens var saskatīt ar pavisam vienkāršu ierīci, t. s. taisnā skata spektrografu, kāds droši vien ir katrā skolā un dabūjams mācības līdzekļu veikalā. Spektrografu vajag pavērst pret debesīm, kas dod izkliedēto Saules gaismu, nevis uz pārāk spilgto Sauli.

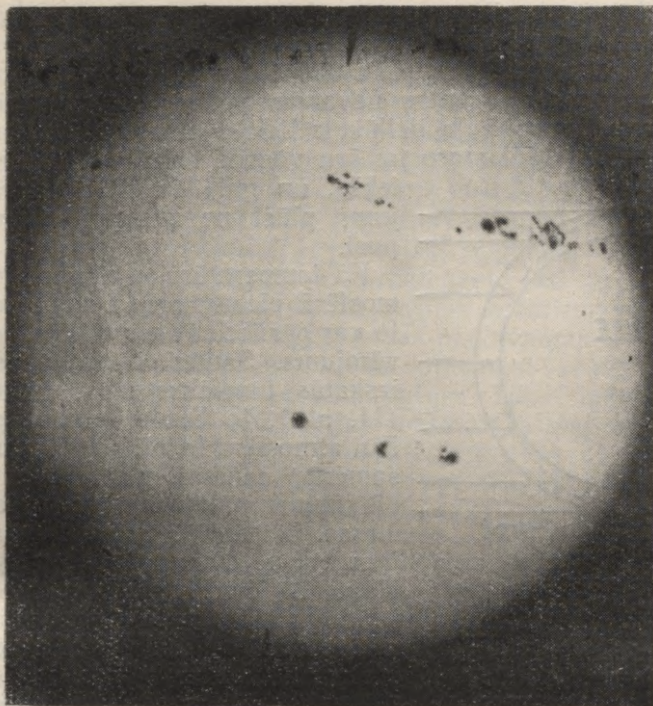
V. Volastona atklājumu vispirms izmantoja praktiskiem nolūkiem optiķi: stikla īpašību precīzai mērīšanai. Sai nolūkā ievērojamais astronomisko teleskopu optikas meistars, jau pieminētais J. Fraunhofers izveidoja Saules spektra līniju karti. Viņš atklāja, ka arī zvaigžņu spektriem piemīt līdzīgas līnijas. Tāpat J. Fraunhofers pārlicinājās, ka dažādas vielas izstaro katra savu ipatnēju spektru, kas sastāv no gaišām līnijām. Vācu fiziķis G. Kirhhofs (G. R. Kirchhoff, 1824.—1887.) atklāja likumus, kas nosaka sakarību starp šīm gaišajām jeb emisijas līnijām un tumšajām absorbcijas līnijām. Ja gaisma ar nepār-



10. att. Dažu dzeltenu un sarkano zvaigžņu spektru uzņēmumi. Apzīmējumi ka 9. attēlā.

trauktu spektru, kādu izstaro, piemēram, sakarsēts ciets ķermenis vai šķidrums, ir izgājusi cauri kādai gāzei, tad spektrā parādās vairākas tumšas līnijas. Šo līniju viļņu garumi ir tieši tādi kā gaišām līnijām, ko izstaro šī pati gāze, ja tā pietiekami sakarsēta. Laboratorijās var izmērīt katram ķīmiskam elementam raksturīgos gaismas viļņu garumus. Ja zvaigznes spektrā atrod tumšas līnijas ar šādiem pašiem viļņu garumiem, tad ir pierādīts, ka attiecīgais ķīmiskais elements ietilpst zvaigznes atmosfēras sastāvā. Jau 19. gadsimtā zinātnieki pierādīja, ka Zemes un zvaigžņu sastāvs kvalitatīvi neatšķiras. Debess ķermeņos ir atrasti gandrīz visi ķīmiskie elementi, kādi atrodami uz Zemes.





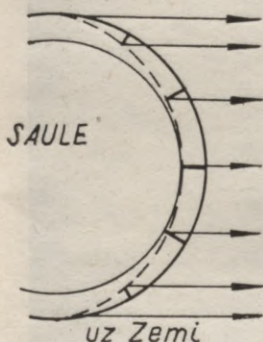
11. att. Saules fotografija. Saules diska malas ir tumšākas nekā vidus daļa.

Spektra linijas ne tikai atklāj zvaigžņu atmosfērā esošos elementus, bet arī sniedz ziņas par atmosfēras fizikālām īpašībām: temperatūru, blīvumu, spiedienu, tāpat zvaigžņu magnētisko lauku, zvaigžņu griešanās ap asi, vielas kustību atmosfērā, kā arī to, cik ātri pati zvaigzne attālinās vai tuvojas mums.

Lai saprastu, kā spektru pētījumi var sniegt tik daudz ziņu par zvaigznēm, jānoskaidro, kā veidojas zvaigžņu spektrs.

Ārējie zvaigznes slāņi ir aukstāki nekā iekšējie. Zvaigžņu gaismas enerģija nāk no tās visdziļākajiem slāņiem centra apgabalā. Šo starojuma enerģiju zvaigzne zaudē, no virsas izmetot pasaules telpā

gaismu un cita garuma elektromagnētiskos viļņus. Ja zvaigznes viela būtu viscaur ar vienādu temperatūru, tā starotu uz iekšu tikpat daudz, cik uz āru, un starojums no centra nevarētu nokļūt uz zvaigznes virsu. Turpretī, ja dziļāk ir lielāka temperatūra, tad dziļākie slāņi staro uz āru vairāk, nekā seklākie uz iekšu, un gala rezultātā starojums plūst uz zvaigznes virspusi.



12. att. Saules malu tumšuma izskaidrojums. No Saules diska malas uz novērotāju starri iet slīpi pret Saules virsu, tāpēc dziļāko slāņu starojums nenonāk līdz novērotājam.

Ka temperatūra zvaigznes atmosfērā pieaug ar dziļumu, par to var pārliecināties no šāda novērojuma. Saules diska malas izskatās tumšākas nekā centrs (11. att.), jo Saules un zvaigžņu atmosfēra ir ļoti retināta un samērā caurspīdīga. Gaisma pie mums nāk nevis no pašas virsas, kā nokvēlinātam metālam, bet no diezgan bieza gāzes slāņa. Šī iemesla dēļ mēs it kā ielūkojamies Saules atmosfērā zināmā dziļumā. Ja skatāmies stateniski Saules virsai, tas ir diska centrā, varam ieskatīties dziļāk Saulē, nekā skatoties ieslīpi jeb Saules diska malā (12. att.). Tāpēc Saules diska vidus-

daļā redzam dziļākus slāņus nekā malā. Ja malas izskatās tumšākas, tas nozīmē, ka ārējie slāņi ir aukstāki par dziļākajiem.

No zvaigznes iekšienes nāk starojums ar nepārtrauktu spektru, jo tur gāzei ir liels blīvums. Starojuma un atmosfēras slāņu atomu savstarpējā iedarbība izmaina starojuma spektra veidu. Dažu viļņu garumu starojums absorbējas un izkliedējas; spektrā parādās tumšas līnijas un joslas. Izmaiņas spektrā, ko radījuši zvaigznes atmosfēras atomi, ir atkarīgas no šo atomu veida un apstākļiem, kādos tie atrodas: spektrā tāpēc atspoguļojas attiecīgās zvaigznes īpašības.

Katra ķīmiskā elementa atomi veido absorbcijas



līnijas ar šim elementam raksturīgiem viļņu garumiem. Absorbcijas līniju stiprums atkarīgs no atomu skaita atmosfērā. Tādējādi var noteikt zvaigžņu atmosfēras ķīmisko sastāvu.

Atoma kustība virzienā uz mums vai no mums rada raksturīgā viļņa garuma izmaiņu (Doplera efekts). Tāpēc var noteikt, cik ātri kustas pati zvaigzne skata līnijas virzienā (radiālais ātrums), vai arī, kā kustas tās atmosfēras atsevišķi apgabali (zvaigznes rotācija, atmosfēras turbulence), vai arī cik liela haotiska kustība piemīt pašiem atomiem (temperatūras efekts). Tā iegūst ziņas par zvaigznes kustību, griešanos ap asi, vielas plūsmām zvaigznes atmosfērā un zvaigznes temperatūru. Tāpat noteiktu ietekmi uz atoma absorbcijas īpašībām atstāj vielas blīvums atmosfērā, magnētiskais lauks un citi apstākļi, kurus tad var pētīt pēc spektra absorbcijas līniju intensitātes un formas.

#### ZVAIGŽŅU KLASIFIKĀCIJA

Pētot zvaigžņu spektrus, īpašas grūtības rada tas, ka saņemtais gaismas daudzums ir ļoti niecīgs. Parastajā debess fotografijā zvaigznes attēls ir sīks punktiņš. Tagad iedomāsimies, ka šī pati gaisma, kas iegaismoja uz plates punktiņu, ir izkliedēta pa visu spektra joslu. Tad katrā spektra attēla vietā uz plates krit vēl daudz mazāk gaismas. Lai pārvarētu šo šķērslī, astronomi lieto milzīgus teleskopus un vienas zvaigznes spektra uzņēmumu gaismo stundām ilgi. Un tomēr, iegūt detalizētus spektru attēlus izdodas tikai samērā spožām zvaigznēm.

Piena Ceļa sistēmas pētījumiem, kā arī citiem uzdevumiem jāpētī pēc iespējas daudz un vāju zvaigžņu spektri. Tāpēc spektra joslu nevar izstiept garu un jāapmierinās ar gaismas viļņu rupju šķirošanu, jāizvēlas spektrografs ar mazu dispersiju. Šai gadījumā parasti lieto prizmas kameras. Tās ir lielas fotokameras, kam objektīva priekšā ir piestiprināta prizma. Ar prizmas kameru dažu desmitu minūšu laikā var iegūt spektru attēlus daudziem simtiem zvaigžņu vienlaicīgi. Bet tā kā šādiem spektriem dispersija



13. att. Zvaigžņu spektri, kas uzņemti ar prizmas kameru.

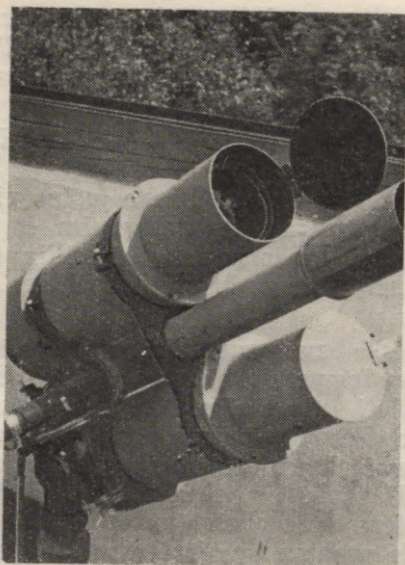
ir maza, saskatāmas vienīgi pašas spēcīgākās absorbcijas vai emisijas līnijas.

Vājo zvaigžņu spektru pētīšanu ar prizmas kameru jau pagājušā gadsimta beigās uzsāka Harvardas observatorijas astronomi. Šai observatorijā trīs gadu desmitu laikā izskatīti vairāk nekā 400 000 zvaigžņu spektri. Pēc spektra veida zvaigznes iedalītas vairākos tipos. Lielo darbu veica astronomes V. Fleminga (Wilhelmina Fleming), Mori (Maury), A. Kenona (Annie J. Cannon) un M. Meiola (M. W. Mayall). Lielāko daļu šī darba, kas pazīstams ar nosaukumu Henrija Drepera (Henry Draper) katalogs, veica A. Kenona. Šai katalogā lietotā spektru klasifikācija, t. s. Harvardas klasifikācija ir pamatā modernajām zvaigžņu spektru klasifikācijas sistēmām.

Harvardas klasifikācijā zvaigžņu tipu apzīmē ar lieliem burtiem. Ja zvaigznes sakārtoto secībā, kas sākas ar viskarstākajām un beidzas ar visaukstākajām, tad spektra tipu secība ir šāda:

R N  
O B A F G K M  
S





14. att. Divkārsšais astrografs Riekstukalna observatorijā. Augšējai kamerai objektīva priekšā uzmontēta prizma zvaigžņu spektru fotografēšanai.

Atsevišķās rindās izdalītie tipi (R, N, S) atšķiras ar ķīmisko sastāvu, bet temperatūras ziņā atbilst K un M tipa zvaigznēm. Parasti aiz burta seko skaitlis, kas vēl precīzē zvaigznes vietu secībā. Piemēram, karstākajām B spektra tipa zvaigznēm ir apzīmējums B0, bet aukstākajām — B9. Zvaigzne ar spektru F0 ir karstāka par F2 tipa zvaigzni un secībā atrodas pirms pēdējās, G5 tipa zvaigzne ir karstāka par K0 tipa zvaigzni un tamlīdzīgi.

Zvaigzni pieskaita tam vai citam tipam atkarībā no tā, kādas līnijas tās spektrā ir redzamas un cik tās ir spēcīgas. Tāpat kā enerģijas sadalījumu zvaigžņu spektrā, tā arī spektra līniju intensitāti un līdz ar to redzamību nosaka zvaigznes temperatūra.

Apskatīsim tuvāk dažas Harvardas klasifikācijas spektra klases.

**O5.** — Šāda tipa zvaigžņu temperatūra ir ap  $35\,000^\circ$ . Spekrā raksturīgas ir jonizētā hēlija (He II) līnijas, kā arī neitrālā hēlija un ūdeņraža un dažu citu vairākkārtīgi jonizētu elementu līnijas. Šīs līnijas tomēr ir vājas un spektru attēlos, kas iegūti ar prizmas kameru, tās nav saskatāmas.

**B0.** — Pie šī tipa pieder Oriona jostas vidējā zvaigzne  $\epsilon$ . Temperatūra šīm zvaigznēm ir ap  $25\,000^\circ$ . Spekrā raksturīgākās ir neitrālā hēlija (He I) līnijas, kas tomēr prizmas kameras spektros parasti nav saskatāmas.

**A0.** — Tipiska zvaigzne Sīriuss (Lielā Suņa  $\alpha$ ). Šo zvaigžņu temperatūra ir ap  $11\,000^\circ$ . Spektrs raksturīgs ar ļoti intensīvām ūdeņraža (Balmēra sērijas) līnijām. Pārējās līnijas prizmas kameru spektros nav redzamas, izņemot varbūt vienīgi jonizētā kalcijs (Ca II) līniju ar viļņa garumu  $3933\text{ \AA}$ , kurai J. Fraunhofers deva apzīmējumu K.

**F0.** — Sāds spektra tips ir Dvīņu zvaigznāja zvaigznei  $\delta$ . Temperatūra šo zvaigžņu atmosfērā ir vairs tikai  $7500^\circ$ . Salīdzinot ar A0 spektra tipa zvaigznēm, te ūdeņraža līnijas ir vājākas, bet spēcīgāka ir jonizētā kalcijs K līnija, kas līdzinās turpat blakus esošai ūdeņraža  $H_\epsilon$  līnijai.

**G0.** — Kapella — Vedēja  $\alpha$  ir šī spektra tipa pārstāvis, tās temperatūra  $6000^\circ$ . Spektrs līdzīgs Saules spektram, ar daudzām metālu līnijām. Mazas dispersijas spektros vislabāk redzamas ūdeņraža līnijas un tumšā josla ar apzīmējumu G.

**K0.** — Šo spektru labi pārstāv Arkturs jeb Vēršu Dzinēja  $\alpha$ , kura temperatūra ir ap  $5000^\circ$ . Salīdzinot ar G0 spektra tipa zvaigznēm, šeit ūdeņraža līnijas ir vēl vājākas, bet metālu līnijas, sevišķi jonizētā kalcijs K un H līnijas — stiprākas. Ļoti spēcīga ir G josla.

**M0 — M2.** Te ietilpst Betelgeize — Oriona  $\alpha$  ar spektra tipu M2. Šai zvaigznē temperatūra ir tik zema, ka tās atmosfērā var pastāvēt metālu oksīdi. Sevišķi raksturīgas ir titāna oksīda (TiO) molekulu joslas. Zvaigžņu spektros zilā daļa ir ļoti vāja, tāpēc zvaigznēm sarkanīga krāsa.



R, N un S spektra tipu zvaigznes ir samērā retas. Tāpēc nav neviena to pārstāvja starp spožām zvaigznēm.

**R0.** — Šo zvaigžņu spektrs atgādina G5—K0 tipa zvaigžņu spektru, — bet to papildina oglekļa molekulas  $C_2$  absorbcijas joslas t. s. Svāna (Swan) joslas.

**N.** — Arī šais zvaigznēs raksturīgākās ir  $C_2$  molekulas joslas, bet, salīdzinot ar R tipa zvaigznēm, spektra zilā daļa ir vēl vājāka attiecībā pret sarkano daļu.

R un N tipa zvaigznes sauc par oglekļa zvaigznēm, jo to spektros īpatnējais ir oglekļa joslas.

S tipa zvaigznes spektrs ir visai sarežģīts. Te raksturīgas ir cirkonija oksīda molekulas joslas, pēc kurām šīs zvaigznes sauc arī par cirkonija zvaigznēm.

#### CIK LIELAS IR ZVAIGZNES?

Zemei tuvāko zvaigzni — Sauli mēs redzam pie debess kā apaļu noteikta lieluma disku. Saules redzamā diska diametru var izmērīt leņķa mēra vienībās. Saules leņķiskais diametrs nedaudz mainās tāpēc, ka periodiski mainās Saules attālums no Zemes, pēdējai ceļojot ap planētu sistēmas centrālo ķermeni pa mazliet izstieptu eliptisku orbītu. Vidējā attālumā no Zemes Saules leņķiskais diametrs ir  $d = 31'59''{,}3$ . Tā kā Zemes vidējais attālums no Saules mums ir zināms ( $r = 149,5$  miljoni km), varam noteikt Saules diametru garuma mēra vienībās:

$$D = 2r \operatorname{tg} \frac{d}{2} = 1\,391\,000 \text{ km.}$$

Vai līdzīgā veidā var noteikt vēl citu zvaigžņu diametrus? Protams, zvaigžņu diskus saskatīt ar aci nav iespējams, pat teleskops nepalīdz. Apmeklētāji, kas ierodas astronomiskajās observatorijās palūkoties uz zvaigznēm teleskopā, cerēdami tās ieraudzīt palielinātā veidā, bieži vien aiziet vīlušies.

Zvaigznes teleskopā tāpat ir spoži punktiņi, kā tās redz ar aci skatoties. Pat vislielākajā Palomaras kalna observatorijas teleskopā, kura diametrs ir 5 metri, disku tik tikko varētu saskatīt divām trim zvaigznēm, bet arī vienīgi tādā gadījumā, ja zemes atmosfēra ir sevišķi mierīga. Tas tāpēc, ka zvaigznes atrodas neaptverami tālu. Ja tāda vidusmēra zvaigzne kā Saule atrastos no mums tik tālu, cik Centaura Proksima, tās leņķiskais diametrs būtu tikai  $0'',007$ . Salīdzinot ar tādu «mikroskopisku» zvaigznes attēlu, īsta punkta attēls teleskopā ir daudz lielāks. Vispilnīgākais teleskops ideāli labos atmosfēras apstākļos punktu attēlo kā aplīti. Tas rodas no gaismas viļņveida dabas, gaismas interferences parādības. Šī optiskā efekta t. s. difrakcijas diska diametrs samazinās ar teleskopa objektīva vai spoguļa palielināšanos. Ja teleskopa diametrs ir 5 cm, tad difrakcijas diska diametrs ir  $2'',8$ , 20 cm teleskopam tas ir  $0'',7$ , bet 5 m teleskopam  $0'',028$ . Šis fiktīvais disks pat vislielākajā teleskopā ir vismaz 4 reizes lielāks par ģeometrisko attēlu mūsu iedomātajai zvaigznei. Tāpēc šādas zvaigznes leņķisko diametru ar teleskopu nevar izmērīt.

Šo pašu traucējošo parādību — gaismas viļņu interferenci amerikāņu fiziķim A. Maikelsonam (A. A. Michelson, 1852.—1931.) izdevās izmantot dažu lielāko zvaigžņu diametru izmērīšanai. To veica 1920. gadā ar viņa konstruēto ierīci — periskopisko interferometru, ko pierīkoja tā laika vislielākajam teleskopam, kura diametrs ir 2,5 m. Lūk, šo mērījumu rezultāti.

2. tabula

Ar interferometru mērītie zvaigžņu diametri

Zvaigznes nosaukums	Leņķiskais diametrs	Paralakse	Diametrs Saules vienībās
Mira . . . . .	$0'',056$	$0'',015$	400
Betelgeize . . . . .	0,047	0,005	1000
Antares . . . . .	0,040	0,006	720
Pegaza $\beta$ . . . . .	0,021	0,015	150
Aldebarans . . . . .	0,020	0,048	45
Arkturs . . . . .	0,020	0,090	24



Tabuliņas trešajā ailē ir attiecīgo zvaigžņu paralakse, ar kuru noteikti pēdējās ailes skaitļi. Tie rāda, cik reizes zvaigznes diametrs pārsniedz Saules diametru. Ar stereoskopisko interferometru var izmērit tikai dažas zvaigznes, kuru leņķiskie diametri ir lieli.

Jaunus panākumus zvaigžņu diametru mērīšanā sola radioastronomu R. Hanberija Brauna un R. Tvisa (R. Hanbury Brown, R. Q. Twiss) izstrādātais intensitāšu interferometrs. Ar to paredzams izmērit spožo karsto zvaigžņu diametrus, kas ir par maziem, lai izmēritu ar Maikelsona interferometru. Jauno ierīci būvē Austrālijā, tās galvenā daļa ir divi kustīgi spoguļi ar diametru 8 metri. Katrs sastāv no 252 sešstūra spoguļiem, kas fokusē gaismu uz foto-pavairotājiem. Pēdējie reģistrē gaismas intensitātes fluktuācijas, pie kurām var noteikt ne vien zvaigžņu diametrus, bet arī temperatūru un spožuma sadalījumu uz zvaigznes diska.

Ar mazāku līdzīga tipa interferometru jau izmērīts Sīriusa diametrs  $0'',0068$ . Lai iegūtais rezultāts būtu drošs, vajadzējis novērot 18 stundas.

Vēl viens, gan arī visai ierobežots, zvaigžņu diametru mērījumu veids ir šāds: ikviens būs ievērojis, ka Mēness samērā ātri pārvietojas starp zvaigznēm, virzoties pa ekliptiku. Mēness redzamajā ceļā ir arī zvaigznes. Tāpat kā mākonis, vēja dzīts, uz brīdi var izdzēst mūsu skatienam kādu zvaigzni, tā arī Mēness, riņķodams ap Zemi, dažreiz uz vairākiem desmitiem minūšu aizsedz diezgan spožas zvaigznes. Šādu parādību — zvaigžņu aizklāšanu momentus astronomi rūpīgi nosaka, lai sekotu Mēness un Zemes kustībai. Bet šo pašu parādību var izmantot zvaigžņu diametru mērījumiem.

Kas ir vērojis zvaigžņu aizklāšanu Astronomiskajā kalendārā norādītajos laikos, tas zina, ka zvaigzne negaidīti un momentāli izzūd, aizslēpdamās aiz Mēness diska tumšās malas. Istenībā zvaigznes izdzīšanas laiks atkarīgs no tās leņķiskā diametra. Jo lielāks leņķiskais diametrs, jo ilgāks laiks paiet no zvaigznes daļēja aptumsuma sākuma līdz pilna aptumsuma sākumam. Šis laika spridis tomēr ļoti īss

un ar aci nav konstatējams. Bet ar fotoelektriskas ierīces palīdzību var noteikt zvaigznes aizklāšanas gaitu un izrēķināt tās diametru. Labās Cerības raga observatorijā Dienvidāfrikā D. S. Evans (D. S. Evans) tādā veidā noteicis, ka zvaigznes Dvīņu  $\mu$  diametrs ir  $0'',023$ . Ar šo metodi diametri nosakāmi tikai tādām spožām zvaigznēm, kas atrodas Mēness ceļā, bet to ir ļoti maz.

Aptumsuma dubultzvaigznēm (sk. 37. lpp.) diametrus var noteikt pēc spektroskopiskiem un fotometriskiem mērījumiem.

Visi apskatītie zvaigžņu diametru mērījumu paņēmieni ir vairāk vai mazāk tieši.

Aptuvenu priekšstatu par zvaigznes lielumu var iegūt, ja ir zināma tās temperatūra un starжда. Jo augstāka ir zvaigznes virsas temperatūra, jo vairāk izstaro katrs tās kvadrācentimetrs. Ja zvaigzne starotu kā absolūti melns ķermenis, tad, pēc Stefana—Bolcmana likuma, tās pilnais starojums no laukuma vienības būtu proporcionāls temperatūras ceturtaī pakāpei ( $\sigma T^4$ ). Zvaigznes starжда ( $L$ ) tad ir proporcionāla tās virsas laukuma (jeb diametra kvadrāta) un temperatūras ceturtaī pakāpes reizinājumam:  $L = k D^2 T^4$ . Pēc zināmiem  $L$  un  $T$  tad izrēķina  $D$ . Tā kā zvaigžņu starojums tomēr ir atšķirīgs no melna ķermeņa starojuma un pilnā starжда (visi viļņu garumi) nav precīzi nosakāmi, apskatītais paņēmieni dod tikai orientējošus datus.

Dažādos veidos dabūtie rezultāti rāda, ka zvaigžņu diametri ir ļoti atšķirīgi. Vismazākā zināmā zvaigzne ir *Volfa* 457. Tās diametrs ir tūkstošreiz mazāks par Saules diametru vai gandrīz 10 reizes mazāks par Zemes diametru. Vislielākajām zināmām zvaigznēm diametri pārsniedz Saules diametru vairāk nekā tūkstoš reizes.

## ZVAIGŽŅU PĀRI

Ja divas zvaigznes pie debess redzamas cieši kopā, tad tas vēl nenozīmē, ka tās īstenībā atrodas tuvu viena otrai. Viena var būt daudz tālāk no mums nekā



otra. Šādā gadījumā šķietamo zvaigžņu pāri sauc par *optisko dubultzvaigzni*, un tā mūs šoreiz nevar interesēt.

Bet abas zvaigznes patiešām var atrasties tuvu kopā un veidot *fizikālu dubultzvaigzni*. Pirmais šādu īstu dubultzvaigzni atklāja 1803. gadā Viljams Heršels (William Herschel, 1738.—1822.). Viņš sistematiski novēroja vairākus zvaigžņu pārus, lai noteiktu zvaigžņu paralakses, cerēdams, ka šīs ir optiskās dubultzvaigznes. Zemes kustības dēļ ap Sauli šai gadījumā vajadzētu novērot, ka tuvākā zvaigzne it kā pārvietojas attiecībā pret tālāko sešus mēnešus uz vienu pusi, sešus uz otru. V. Heršela cerības nepiepildījās, bet tai vietā viņš atklāja kaut ko negaidītu.

Izvēlēto pāru zvaigznes gan riņķoja viena ap otru, bet ar lielāku periodu, nekā paredzēts. Līdz ar to bija izdarīts svarīgs atklājums, ka zvaigžņu pāri patiešām ir pāri un to komponentes riņķo viena ap otru.

Fizikālā dubultzvaigznē attālums starp abām pāra zvaigznēm ir daudz mazāks, nekā to attālums no citām apkārtējām zvaigznēm. Tāpēc gravitācijas spēka dēļ abas zvaigznes ceļo pa elipsēm viena ap otru vai, pareizāk sakot, ap abu zvaigžņu kopējo smaguma centru. Vizuāli vai pēc fotouzņēmumiem mēs varam izsekot nevis orbitālai kustībai, bet tikai tās projekcijai uz debess sfēras, un no šiem novērojumiem noteikt tā saukto redzamo orbītu. Tā kā novērojumus sākumā veica vizuāli, tad šādas dubultzvaigznes sauc par vizuālām atšķirībā no citiem diviem tipiem, ko apskatīsim vēlāk. *Vizuālām dubultzvaigznēm* var noteikt apriņķošanas periodu ( $P$ ) un orbītas lielo pusasi ( $a$ ) leņķiskās mēra vienībās. Ja ir zināms arī dubultzvaigznes attālums, orbītas lielumu var izrēķināt arī lineārās jeb garuma mēra vienībās. Saskaņā ar trešo Keplera likumu apriņķošanas periods ir atkarīgs no zvaigžņu savstarpējā vidējā attāluma vai orbītas lielās pusass garuma, kā arī no to masām  $M_A$ ,  $M_B$ :

$$M_A + M_B = \frac{a^3}{P^2}.$$

Pēc šī likuma var izrēķināt, zinot  $P$  un  $a$ , abu pāri ietilpstošo zvaigžņu kopīgo masu. Katras zvaigznes masu atsevišķi var noteikt tikai tad, ja ir zināma katras komponentes orbita attiecībā pret tālām «fona» zvaigznēm.

3. tabula

Dažu vizuālo dubultzvaigžņu masa

Zvaigznes nosaukums	Periodes gados	Masa Saules vienībās	
		komponentei A	komponentei B
Kasiopejas $\eta$ . . . . .	480	0,94	0,58
Rosa 614 . . . . .	16,5	0,14	0,08
Siriuss . . . . .	49,94	2,28	0,98
Procioms . . . . .	40,65	1,76	0,65
Centaura $\alpha$ . . . . .	80,09	1,08	0,88
Krigeria 60 . . . . .	44,6	0,272	0,164

Sis ir vienīgais zvaigžņu masas noteikšanas paņēmieni. Tāpēc astronomi daudz nodarbojas ar dubultzvaigžņu pētīšanu. Jau V. Heršels sāka sastādīt dubultzvaigžņu sarakstu. Atzīmējot pirmos precīzos dubultzvaigžņu mērījumus, atkal jāpiemin ievērojama Tērbatas un vēlāk Pulkovas astronoms V. Strūve. 1837. gadā publicēts viņa darbs par 3000 dubultzvaigžņu mērījumiem ar Tērbatas 9-colligo refraktoru. 1927. gadā izdotajā Aitkena (R. G. Aitken, 1864.—1951.) dubultzvaigžņu katalogā, ko apzīmē ar ADS, jau ietverts vairāk nekā 17 000 dubultzvaigžņu. Dažādos katalogos tagad sakopoti novērojumi par apmēram 40 000 vizuālām dubultzvaigznēm.

Lai dubultzvaigznes abas komponentes varētu saskatīt katru atsevišķi, starp tām jābūt pietiekami liels leņķa attālums. Tātad pārim jāatrodas tuvu Saules sistēmai vai arī lineāram attālums starp pāra komponentēm jābūt ļoti liels. Pēdējā gadījumā arī apgriešanās laiks var izrādīties pārāk liels, lai dažu gadu desmitu laikā varētu konstatēt abu zvaigžņu kustību ap kopējo masas centru. Parasti vizuālo dubultzvaigžņu periodi sniedzas gadu desmitos un pat simtos.

Tomēr ir iespējams atklāt arī tādu dubultzvaigzni, kuras komponentes ir tik tuvu kopā, ka ar astronomu

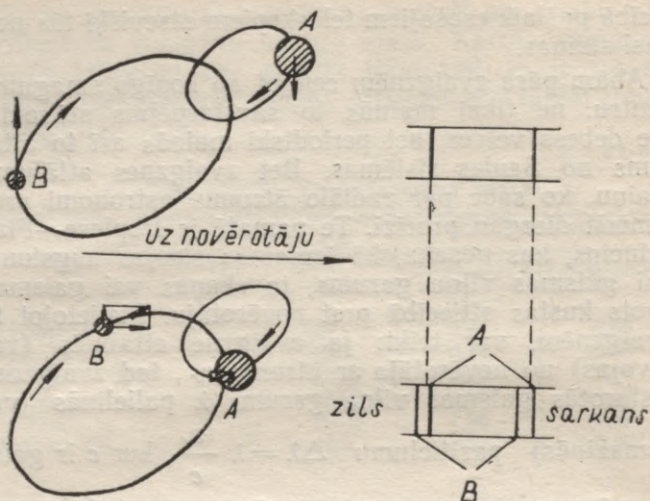


rīcībā pašlaik esošajiem teleskopiem atsevišķi tās nav saskatāmas.

Abām pāra zvaigznēm ceļojot ap kopīgo smaguma centru, ne tikai mainās to savstarpējais stāvoklis pie debess velves, bet periodiski mainās arī to attālums no Saules sistēmas. Bet zvaigznes attāluma maiņu, ko sauc par radiālo ātrumu, astronomi prot izmērit diezgan precīzi. Te pamatā ir Doplera—Fizo princips, kas nosaka, kā izmainās skaņas augstums vai gaismas viļņa garums, ja skaņas vai gaismas avots kustas attiecībā pret novērotāju. Pielietojot to zvaigznēm, var teikt: ja zvaigzne attālinās (vai tuvojas) no novērotāja ar ātrumu  $v_r$ , tad zvaigznes izstarotās gaismas viļņa garums  $\lambda$  palielinās (vai samazinās) par lielumu  $\Delta\lambda = \lambda \frac{v_r}{c}$ , kur  $c$  ir gais-

mas ātrums. Viļņa garuma maiņu var noteikt, izmērot zvaigznes spektra zināmas absorbcijas līnijas viļņa garumu ( $\lambda$ ). Šī paša elementa attiecīgās līnijas viļņa garums parasti ir noteikts laboratorijā miera stāvoklī esošam gaismas avotam ( $\lambda_0$ ). Pēc starpības  $\lambda - \lambda_0 = \Delta\lambda$  tad var izrēķināt zvaigznes radiālo ātrumu.

Lai atklātu, ka kāda zvaigzne īstenībā sastāv no divām, dažreiz var pat iztikt bez līniju precīzas mērīšanas. Pietiek nofotografēt zvaigznes spektru vairākas reizes dažādos laikos un salīdzināt spektru uzņēmumus. Pieņemsim, ka abas pāra zvaigznes ir ar līdzīgu spožumu un kustas, kā parādīts 15. attēlā. Atsevišķi abas zvaigznes nav saskatāmas. Ir gadījies uzņemt spektru tad, kad zvaigznes atrodas orbītas stāvoklī I. Šai laikā zvaigzne  $B$  tuvojas mums ar ātrumu  $v_B$ , bet zvaigzne  $A$  attālinās ar ātrumu  $v_A$ . Spektra attēlā ieiet abu zvaigžņu gaisma. Kāda noteikta absorbcijas līnija zvaigznes  $B$  gaismā būs pabīdīta uz īso viļņu galu par  $\Delta\lambda_B$ , bet zvaigznei  $A$  uz garo viļņu (sarkano) galu par  $\Delta\lambda_A$ . Vienas spektra līnijas vietā mēs redzēsim divas. Spektra līnijas būs it kā dubultojušās. Ja spektrs ir fotografēts, kad zvaigznes ir stāvoklī II, tad abu zvaigžņu ātrums pret novērotāju ir vienāds un spektrā



15. att. Spektroskopiskās dubultzvaigznes komponentēm riņķojot ap kopīgo smaguma centru, periodiski mainās spektra līniju viļņu garums. Augšā — stāvoklis II, apakšā — stāvoklis I.

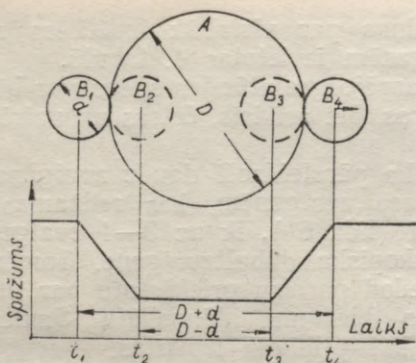
būs redzama tikai viena līnija iepriekšējo divu vietā.

Kāpēc uzsvērām, ka abu zvaigžņu spožumi ir apmēram vienādi? Izrādās, ka tikai šai gadījumā var saskatīt abu zvaigžņu līnijas. Turpretī, ja viena zvaigzne ir ievērojami spožāka par otru, tad spožās zvaigznes spektra gaisma pilnīgi notušēs vājās zvaigznes absorbcijas līnijas, būs redzamas vienīgi spožās zvaigznes līnijas. Šai gadījumā spektru uzņēmumi atšķirsies tikai ar to, ka līnijas it kā būs pārbīdītas, salīdzinot ar citiem uzņēmumiem.

Tā kā šāda tipa dubultzvaigžņu atklāšanai un novērošanai vajadzīgs spektroskops vai spektrografs, tās sauc par *spektroskopiskām dubultzvaigznēm*.

Dubultzvaigžņu orbītu plaknes telpā izvietojušās dažādos virzienos, tāpēc daļu no tām mēs redzēsim it kā no šķautnes. Šādas dubultzvaigznes viena komponente zināmos momentos aizsegs otru vai nu pilnīgi vai pa daļai. Notiks Saules aptumsumam līdzīga parādība, un mēs konstatēsim īslaicīgu zvaigznes spožuma samazināšanos. Tā kā šai gadījumā ir citādas novērošanas iespējas, tad šī tipa dubult-





16. att. Diametru attiecības noteikšana aptumsuma dubultzvaigznes komponentēm pēc spožuma maiņas liknes.

zvaigznes sauc par *aptumsuma dubultzvaigznēm* jeb *aptumsuma maiņzvaigznēm*.

Salīdzinot ar spektroskopiskajām dubultzvaigznēm, aptumsuma dubultzvaigznes bija pazīstamas agrāk. Tas tāpēc, ka pēdējās ir atklājamas un novērojamas ar vienkāršākiem līdzekļiem. Parasti spožākās aptumsuma maiņzvaigznes var novērot arī kā spektroskopiskās dubultzvaigznes. Šādai aptumsuma maiņzvaigznei var noteikt ne vien komponentu masu, bet pēc aptumsuma ilguma arī to rādījumus (16. att.).

4. tabula

Dažu aptumsuma maiņzvaigžņu masa un diametri

Zvaigznes nosaukums	Periods dienās	Spektra tips		Masa Saules vienībās		Diametrs Saules vienībās	
		A	B	A	B	A	B
Vedēja ε	9898,50	F5	(M)	42,00	28,00	1278,0	716,0
Cefeja VV	7430,0	M2	B8	24,20	24,20	1943,0	19,43
Lielā							
Suņa UW	4,393	O7	O7	40,0	31,0	23,40	17,00
Oriona ER	0,423	G1	G3	0,48	0,29	0,63	0,55
Vedēja ζ	972,15	K5	B9	16,40	9,50	245,0	4,90
Gulbja							
V 444	4,212	O9	Wn7	25,90	10,17	9,68	5,81
Dviņu YY	0,814	M1	M1	0,63	0,57	0,98	0,90

Dažas ziņas par vislabāk izpētītām aptumsuma dubultzvaigznēm ievietotas 4. tabulā.

Ar savstarpējo gravitācijas spēku var būt saistītas ne vien divas, bet arī trīs, četras un vairākas zvaigznes.

Izrādās, ka pārsteidzoši daudz zvaigžņu dzīvo pa pāriem. Starp zvaigznēm, kas redzamas ar neapbruņotu aci (līdz 6<sup>m</sup>), ik uz 3—4 zvaigznēm viena ir spektroskopiska dubultzvaigzne. Tomēr šī attiecība vēl nedod pareizu priekšstatu par dubultzvaigžņu patieso biežumu. Jāapskata Saulei tuvākās zvaigznes, kas pilnīgāk izpētītas.

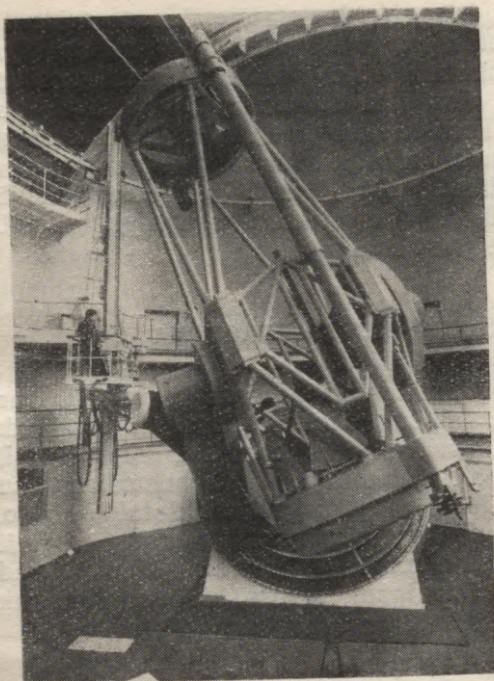
No tuvāko zvaigžņu saraksta (1. tab.) 20 zvaigznēm sešas ir divkāršas zvaigznes, bet viena trīskārša. Bez tam vēl divām zvaigznēm ir neredzami pavadoņi, par kuru esamību spriež pēc šo zvaigžņu kustības īpatnībām. Paliek tikai 11 (Sauli ieskaitot) atsevišķas zvaigznes.

Tuvāk par 10 parsekiem, bet tālāk par 5 parsekiem atrodas 167 zvaigznes, no kurām 94 ceļo atsevišķi, bet pārējās 73 veido 27 dubultzvaigznes, 5 trīskārtīgas zvaigznes un vienu četrkārtīgu sistēmu. Šī četrkārtīgā zvaigzne ir Lielā Lāča  $\xi$  — vizuāls pāris, kura katra komponente savukārt ir dubultzvaigzne.

Pat bez teleskopa var atšķirt, ka Liras  $\epsilon$  ir dubultzvaigzne, kas sastāv no divām vienādas krāsas un vienāda spožuma zvaigznēm. Tās ir ļoti tālu viena no otras un droši vien pāiet simtiem tūkstošiem gadu, kamēr tās apceļo savu orbītu. Katra no šīm divām zvaigznēm sastāv no divām vienādām zvaigznēm, kas apriņķo vienas otru vairāku gadsimtu laikā. Visas šīs četras zvaigznes ir līdzīgas cita citai, tās ir nedaudz mazākas, aukstākas un vājākas par Sīriusu.

Saulei vistuvākā zvaigzne sastāv no trim zvaigznēm (sk. 1. tab.). Tā ir Centaura  $\alpha$  sistēma. Visspožākā no šīm zvaigznēm ir līdzīga Saulei pēc tilpuma, starjaudas, temperatūras un masas. Otra ir nedaudz lielāka, toties vājāka, aukstāka un ar mazāku masu. Trešā ir viena no vismazākām, aukstākām zināmām zvaigznēm. Tās tilpums ir tikai 6% no Saules tilpuma. Divas spožākas zvaigznes apriņķo





17. att. Lielākais teleskops Eiropā un trešais pēc lieluma pasaulē ir 1960. gadā uzstādīts Krimas astrofizikas observatorijā. Šī teleskopa spoguļa diametrs ir 260 cm.

viena otru apmēram 180 gados. Mazākā pavadoņa Centaura Proksimas orbīta ir tik liela, ka pagaidām tās lielumu nevar noteikt.

Interesanta ir Kastora (Dvīņu  $\alpha$ ) sistēma. Teleskopā tā ir redzama kā trīskārša zvaigzne. Divas otrā lieluma zvaigznes Kastors A un B veido vizuālo dubultzvaigzni, ar 300 gadu apceļošanas laiku. Ap 73 loka sekunžu attālumā no šī spožā pāra redzama sarkana 10. lieluma zvaigzne Kastors C, kas pie debess kustas tāpat kā spožais pāris. Jau 1904. gadā noskaidrojās, ka abas spožākās komponentes ir spektroskopiskas dubultzvaigznes. Pēc 20 gadiem atklājās, ka arī Kastors C ir spektroskopiska dubultzvaig-

zne, un drīz vien konstatēja, ka tā pieskaitāma arī aptumsuma maiņzvaigznēm. Kā maiņzvaigznei tai ir nosaukums Dviņu YY. Šī maiņzvaigzne sastāv no gandrīz vienādām sarkanām M spektra tipa zvaigznītēm, kuru rādiuss ir 0,62 Saules rādiusa un masa 0,64 Saules masas. Tās apgriežas viena ap otru 20 stundās. Kastors A un B ir 2 reizes masīvākas par Sauli, tās ir A spektra tipa zvaigznes, 100 reizes spožākas par Sauli.

### HERCSPRUNGA—RESELA DIAGRAMA

Iepriekšējās lappusēs esam iepazinušies ar svarīgākiem zvaigžņu raksturlielumiem: starjaudu, temperatūru, spektra tipu, diametru, masu. Šos lielumus mēs parasti salīdzinām ar atbilstošiem Saules lielumiem, jo tā vieglāk gūt priekšstatu par to, kādas ir zvaigznes. Raksturlielumi zvaigznēm variē dažādās robežās, tomēr visādā ziņā Saule izrādās par vidusmēra zvaigzni. Svarīgākie zvaigžņu raksturlielumi, salīdzinot ar Sauli, var būt šādi:

Starjauda	0,0001	—	10 000
Temperatūra	1/2	—	10
Diametrs	0,01	—	300
Masa	1/50	—	50
Vidējais blīvums	0,000 000 1	—	10 000

Raksturlielumi nav savstarpēji neatkarīgi, mēs varējām pēc zvaigznes starjaudas un temperatūras noteikt, piemēram, tās diametru. Izrādās, ka savstarpēji pilnīgi neatkarīgi ir jebkuri divi no galveniem raksturlielumiem. Ja tie ir noteikti, pārējos var vairāk vai mazāk precīzi aprēķināt.

Mēs zinām, ka diametru un masu var izmērīt tikai nedaudzām zvaigznēm. Turpretī temperatūra vai tās aizvietotāji — spektra tips un krāsas indekss, kā arī starjauda ir nosakāmi un zināmi ievērojami lielākam zvaigžņu skaitam. Šī iemesla dēļ abus minētos raksturlielumus visbiežāk lieto zvaigznes īpašību īsai raksturošanai. Pietiek ar tiem, lai varētu aptuveni spriest arī par citām zvaigznes īpašībām.



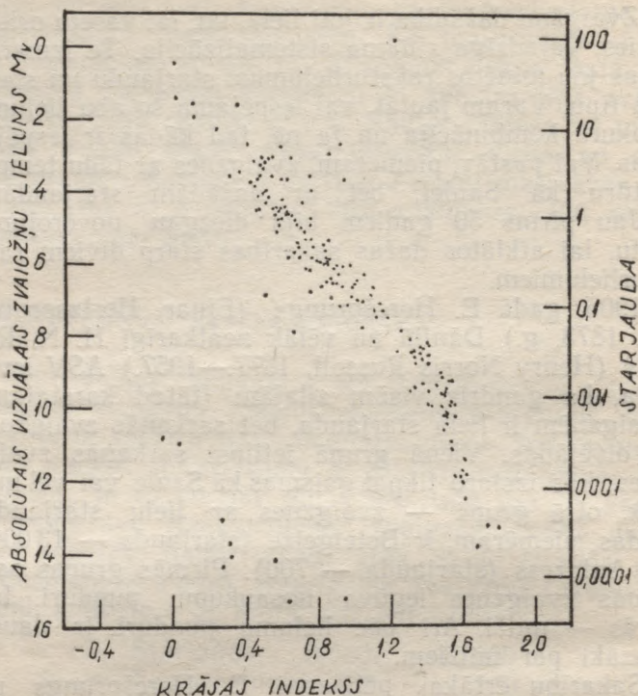
Zvaigžņu dažādība ir ļoti liela, un, lai varētu orientēties, vajadzīga zināma sistematizācija. Te izmanto abus jau minētos raksturlielumus: starjaudu un spektra tipu. Varam jautāt, vai iespējama šo abu lielumu jebkura kombinācija un ja nē, tad kādas ir iespējamās. Vai pastāv, piemēram, zvaigznes ar tādu temperatūru kā Saulei, bet ar dažādām starjaudām.

Jau pirms 50 gadiem bija diezgan novērojumu datu, lai atklātos dažas sakarības starp diviem raksturlielumiem.

1905. gadā E. Hercšprungs (Ejnar Hertzsprung, dz. 1873. g.) Dānijā un vēlāk neatkarīgi H. N. Resels (Henry Norris Russell, 1877.—1957.) ASV ievēroja, ka gandrīz visām zilajām (tātad karstajām) zvaigznēm ir liela starjauda, bet sarkanās zvaigznes ir divējādas. Vienā grupā ietilpst sarkanās zvaigznes, kas izstaro tikpat gaismas kā Saule vai vēl mazāk, otrā grupā — zvaigznes ar lielu starjaudu, kādas, piemēram, ir Betelgeize (starjauda — 13000) un Antares (starjauda — 700). Pirmās grupas sarkanās zvaigznes ieguva nosaukumu punduri, bet otrās — milži. Arī pēc lieluma punduri ir daudz mazāki par milžiem.

Sakarību ērtākai pētīšanai E. Hercšprungs un H. N. Resels zīmēja īpašas diagramas. Šais diagramās līmeniskā virzienā atzīmēja zvaigznes spektra tipu, bet stateniskā — zvaigznes starjaudu. Mūsu rīcībā tagad ir vairāk datu un tie ir precīzāki. Aplūkosim līdzīgu diagramu, ko nesen sastādījis A. Sendidžs (A. Sandage), izmantojot Saules tuvākās apkārtnes zvaigžņu datus (18. att.). Šai diagramā horizontālā iedaļu skala rāda krāsas indeksu  $B-V$  fotoelektriskā spožumu sistēmā.

Krāsas indekss labi raksturo zvaigžņu temperatūru, tāpat kā spektra tips. Tāpēc dažreiz šādās spektra — starjaudas jeb Hercšprunga—Resela diagramās līmeniskā skala rāda nevis zvaigznēm spektra tipu, bet gan krāsas indeksu vai virsas temperatūru. Jo aukstāka ir zvaigzne, jo tā ir sarkanāka un līdz ar to lielāks ir tās krāsas indekss. Tātad aukstākās zvaigznes diagramā atzīmētas labā pusē, bet karstākās — kreisā.



18. att. Hercšprunga—Resela diagrama zvaigznēm, kas atrodas tuvāk par 15 parsekiem no Saules.

Stateniskā skala rāda zvaigznes starjauđu. Bieži vien to izsaka absolūtos zvaigžņu lielumos. Jo spēcīgāk kāda zvaigzne izstaro gaismu, jo augstāk diagramā atrodas tai atbilstošais punkts.

18. attēlā lielais vairums punktu novietojušies joslā, kas no augšējā kreisā stūra stiepjas pāri diagramai uz labo apakšējo. Šo joslu E. Hercšprungs atklāja jau gadsimta sākumā. To sauc par *galveno secību*. Galvenās secības zvaigznēm tāpat visumā ņemot pastāv šāda likumsakarība: jo zvaigzne karstāka, jo vairāk gaismas tā izstaro. Galvenās secības augšējā galā ir baltās spožās zvaigznes, bet apakšējā — vājās aukstās sarkanās zvaigznes — sarkanie punduri. Virs šīs joslas atrodas daži punkti,

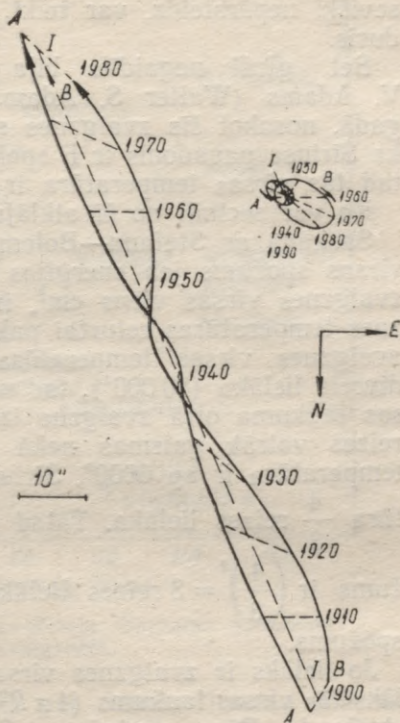


tie pārstāv sarkanos milžus — zemas temperatūras zvaigznes, kuras tomēr izstaro daudz gaismas.

### BALTIE PUNDURI

Ļoti interesantas zvaigznes pārstāv tie punkti, kas novietoti attēla lejasdaļā. Šīs sugas zvaigžņu pirmā eksemplāra atklāšanas vēsture ir šāda. 19. gadsimta vidū bija zināms, ka spožākā zvaigzne Sīriuss starp apkārtējām zvaigznēm virzās pa viļņotu līniju. No mehānikas ir zināms, ka ķermenis kustoties maina virzienu tad, ja uz to iedarbojas kāds spēks. Astronomi saprata, ka Sīriusa kustību iespaido gravitācijas spēks, kura cēlonis ir cits

debess ķermenis, neredzams Sīriusa pavadoņi. Patiešām, 1862. gadā astronomisko refraktoru būvētājam Alvanam Klarkam (Alvan Clark, 1804.—1887.), izdevās «neredzamo» pavadoņi saskatīt teleskopā. Šo zvaigžņu pāri novēroja vairākus desmitus gadu, un gadsimtu mijā abu zvaigžņu savstarpējā kustība jau bija labi izpētīta. Jau redzējām, ka pēc zvaigžņu pāra kustības var noteikt to masu. Izrādās, ka Sīriusa pavadoņa (Sīriusa B) masa ir tikai 4% mazāka par Saules masu, bet gaismu tas izstaro 400 reizes mazāk nekā Saule. Šis rezultāts vēl



19. att. Sīriusa un tā pavadoņa kustība starp zvaigznēm attēlojama ar viļņveida līniju, abu komponentu kopīgais masas centrs kustas pa taisnu līniju.

sevišķi nepārsteidz, var teikt, ka Sīriuss B ir punduris.

Bet gluži negaidīts bija rezultāts, ko ieguva V. Adams (Walter S. Adams, 1876.—1956.) 1915. gadā, nosakot šīs zvaigznes spektra tipu. Izrādījās, ka Sīriusa pavadoņi ir F spektra tipa zvaigznes. Tātad tās virsas temperatūra ir ap  $8000^{\circ}$ .

Ko var secināt no šī atklājuma?

Saskaņā ar Stefana—Bolcmana likumu zvaigznes virsas spožums jeb enerģijas daudzums, ko izstaro zvaigznes virsas viens  $\text{cm}^2$ , ir proporcionāls zvaigznes temperatūras ceturtaī pakāpei. Tas ir, ja vienas zvaigznes virsas temperatūra ir  $5000^{\circ}$ , bet otras divreiz lielāka ( $10000^{\circ}$ ), tad no vienāda lieluma virsas laukuma otrā zvaigzne izstaro  $2 \times 2 \times 2 \times 2 = 16$  reizes vairāk gaismas nekā pirmā. Saules virsas temperatūra ir ap  $6000^{\circ}$ , Sīriusa pavadoņa temperatūra  $\frac{4}{3}$  reizes lielāka. Tātad Sīriusa B virsas spožums ir  $\left(\frac{4}{3}\right)^4 \approx 3$  reizes lielāks nekā Saules virsas spožums.

Jo lielāks ir zvaigznes virsas spožums un jo lielāks tās virsas laukums ( $4\pi R^2$ ), jo lielāka zvaigznes starjauka. Divu zvaigžņu (Saules un Sīriusa B) starjaukas attiecība  $\frac{L_S}{L_B}$  ir vienāda to rādiusu attiecības  $\frac{R_S}{R_B}$  kvadrāta un virsu spožumu attiecības reizinājumam

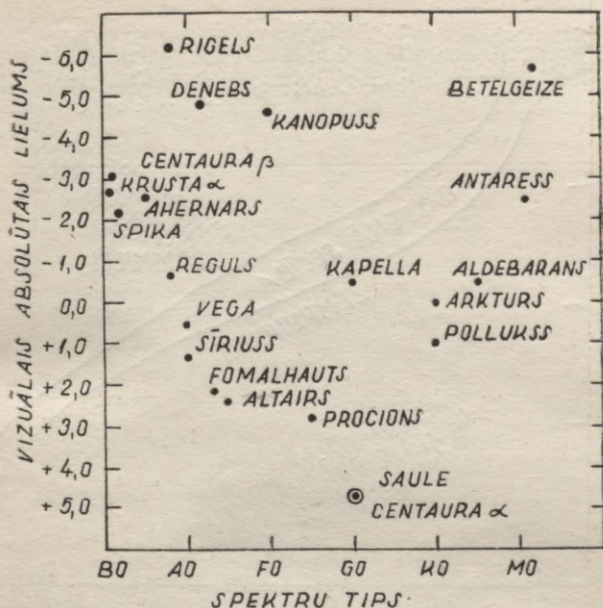
$$\frac{L_S}{L_B} = \left(\frac{R_S}{R_B}\right)^2 \cdot \frac{1}{3}.$$

Tā kā  $\frac{L_S}{L_B} = 400$ , tad

$$\frac{R_S}{R_B} = \sqrt{400 \cdot 3} \approx 35.$$

Tātad Saules rādiuss ir 35 reizes lielāks par Sīriusa pavadoņa rādiusu, tas nozīmē, ka pēdējā tilpums ir



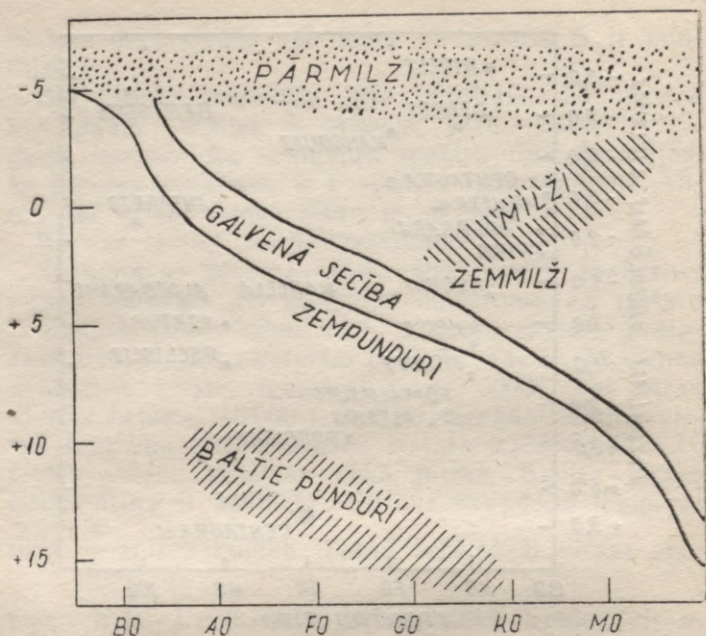


20. att. Hercšprunga—Resela diagrama spožākām zvaigznēm.

ap 40 000 reižu mazāks par Saules tilpumu. Bet tā masa, kā jau pieminēts, ir tikai 4% mazāka par Saules masu. Tā kā Saules blīvums ir ap 1,4 g/cm<sup>3</sup>, tad var izrēķināt, ka Sīriusa B blīvums ir ap 50 000 g/cm<sup>3</sup>! Tas ir ārkārtīgi liels blīvums — viens cm<sup>3</sup> šīs zvaigznes vielas sver 50 kilogramu.

Diametrs Sīriusa pavadoņim ir mazāks nekā planētai Urānam, tā ir īsta pundurzvaigzne. Temperatūra šai zvaigznei ir tik augsta, ka tā izskatās baltāka par Sauli. Tāpēc šī un citas līdzīgas zvaigznes ieguvušas nosaukumu — baltie punduri. Gandrīz vienlaicīgi ar Sīriusa pavadoņi atklāja vēl divus baltos pundurus — Hercšprungs noteica spektru zvaigznei Eridanas  $\sigma_2$  B un van Mānens (A. van Maanen) vēl vienai, kuru nosauca viņa vārdā.

18. attēlā tomēr nav pārstāvēti visi svarīgākie zvaigžņu tipi. Tas tāpēc, ka te izmantotas zvaigznes, kas atrodas pavisam nelielā zvaigžņu pasaules apga-



21. att. Svarīgākie zvaigžņu tipi Hercšprunga—Resela diagramā.

balā, ne tālāk par 15 parsekiem no Saules. Retāk sastopamās zvaigznes te nemaz neietilpst. Tātad šis attēls ietver Saules apkārtnē visvairāk izplatītos zvaigžņu tipus.

Ja atzīmētu diagramā arī citas zvaigznes, tad attēls jāpaplašina vēl uz augšu (20. att.), tad var turpināt galveno secību zili baltajās spožās zvaigznēs un atzīmēt milzīgas starjaudas zvaigžņu — *pārmilžu secību* (21. att.).

Daudz bagātāks kļūst diagramas milžu zars. Zem milžiem atrodas zvaigznes, kas nedaudz vājākas par tiem, bet spožākas par punduriem. Tās sauc par *zemmilžiem*. Savukārt zem galvenās secības paralēli tai novietojusies *zempunduru secība*.

Šie zvaigžņu tipi ietilpina lielumu lielo zvaigžņu vairākumu. Visas šādas zvaigznes varētu saukt par parastām zvaigznēm, ievērojot to, ka pastāv vēl



daudzas gan skaita ziņā nabadzīgas zvaigžņu pasugas, kurās notiek periodiskas vai neregulāras pārmaiņas vai kuru atmosfērām piemīt kādas īpatnības. Te pieder dažādu tipu mainīgzvaigznes, Volfa-Raije zvaigznes un citi zvaigžņu tipi.

## TELPA STARP ZVAIGZNĒM

Lasītājam jau droši vien būs radies pareizs priekšstats, ka attālumi starp zvaigznēm ir ārkārtīgi lieli, pat ja salīdzinām ar zvaigžņu izmēriem. Tā attālums no Saules līdz tās tuvākai zvaigznei ir tik liels, ka starp tām vienu aiz otras varētu novietot 30 miljonus Saūļu. No 1. tabulas redzam, ka telpā līdz 4 parseku attālumam no Saules ir zināmas pavisam 32 zvaigznes, vai nu atsevišķās vai arī vairākkārtīgām sistēmām piederīgās. Var aprēķināt, ka pa 1 zvaigznei ir vidēji katros 8 kubparsekos (kubparseks — tilpums kubam, kura mala ir 1 parseks). To pašu varam ilustrēt ar šādu salīdzinājumu: pa vienam zirnīti Rīgā, Liepājā, Daugavpilī, Alūksnē utt. uz visām debess pusēm, uz augšu, uz leju.

Tāds būtu Saules apkārtnes pasaules telpas modelis, kurā zvaigžņu lomu tēlo zirņi, protams, tikai lieluma ziņā. Mūsu modelis gan ir pārāk vienkāršots tai ziņā, ka izmantojam tikai zirņus, kas šai mērogā atbilst Saules lielumam. Istenībā vajadzētu daudzus punktus zirņu vietā likt mazākas lodītes, pat tik sīkas kā magoņu sēklas un vēl mazākas, bet retumis novietot lielākas lodes nekā futbola bumbas un ļoti reti balonus ar vairāku metru diametru. Bet šis vienkāršojums nemaina secinājumu, ka starp zvaigznēm atrodas milzīgi plaša telpa. Iepazīsimies ar to, kas ar teleskopa palīdzību ir atklāts starpzvaigžņu telpā.

Jau ar nelielu tālskati šur tur pie debess var saskatīt blāvus izplūdušus plankumiņus, kas līdzīgi nelieliem gaišiem mākonīšiem, ko vakara krēslā Saules apspīdētus var redzēt pie patumšās debess velves. Šos spīdekļus, kurus pieņemts saukt par miglājiem, nav grūti atšķirt no zvaigznēm, jo pēdējās tālskati

vienmēr izskatās kā spīdoši punkti. Turpretī viegli ir sajaukt miglāju ar zvaigžņu kopu, ja teleskops nav pietiekami spēcīgs, lai atšķirtu kopas atsevišķās zvaigznes. Tādos gadījumos tikai lielāks teleskops parāda, ka attiecīgais spīdeklis ir zvaigžņu sablīvējums. Šī iemesla dēļ katalogos, ko 1784. gadā sastādīja franču astronoms Š. Mesjē (Charles Messier, 1730.—1817.) un 1880. gadā Dž. Dreijers (J. L. E. Dreyer, 1852.—1926.), blakus miglājiem ir arī zvaigžņu kopas. Šais katalogos ietilpināto objektu numurus lieto arī tagad, apzīmējot miglājus (vai zvaigžņu kopas). Piemēram, M8 ir miglājs, kam Š. Mesjē katalogā dots numurs 8, bet NGC 6523 ir šī paša miglāja kārtas numurs Dreijera «Jaunajā vispārīgā zvaigžņu kopu un miglāju katalogā». Lodveida kopa M13 ir trīspadsmitais Mesjē kataloga objekts.

Jau 19. gadsimta zvaigžņu pētnieki ievēroja, ka miglāji ir divējādi. Vieni izskatās mazliet izeļģani, bet otri balti. Pirmie grupējas Piena Ceļa tuvumā, bet otrie turpretī no šī apgabala tieši it kā vairās. Tagad ir zināms, ka šie divi miglāju tipi ir radikāli atšķirīgi kosmiskie objekti.

## ZVAIGŽŅU PASAULES

Nodarboties ar otrā tipa miglājiem šoreiz nav mūsu mērķis: tie nav starpzvaigžņu telpas objekti, jo atrodas vēl daudz daudz tālāk par jebkuru zvaigzni, ko redz ar aci vai vislielākajā teleskopā. Katrs tāds miglājs īstenībā ir milzīga zvaigžņu sistēma, vesela zvaigžņu pasaule ar miljardiem zvaigžņu, kas līdzīgas mums jau pazīstamām zvaigznēm, ar zvaigžņu kopām un miglājiem vārda īstā nozīmē — mūsu tālākā apskata objektiem. Daudzas no šīm tālām zvaigžņu pasaulēm ir tik līdzīgas mūsējai, ka vajadzības gadījumā šo pašu brošūru varētu uzdot par kādas citas zvaigžņu pasaules aprakstu. No otras puses, par daudziem šiem, t. s. ārpusgalaktikas miglājiem varētu teikt: lūk, tāda izskatās mūsu zvaigžņu pasaule — Galaktika no tālienes! Tāds Galaktikas «spogulis» ir daudziem zināmais un gandrīz





22. att. Spirāliskā galaktika M31 Andromēdas zvaigznājā, ko bieži sauc par Lielo Andromēdas miglāju.

vai katrā populārzinātniskā brošūrā pieminētais Lielais Andromēdas miglājs (M31) (22. att.). Pēdējais zvaigžņotā bezmēness naktī labi redzams ar aci.

Attēlā redzamā Andromēdas galaktikai raksturīgā spirāliskā struktūra piemīt arī mūsu Galaktikai. Bet par to pārlicināties nemaz nav tik vienkārši, jo Saule ar mūsu Zemi atrodas Galaktikas iekšpusē.



23. att. Difūzais miglājs Oriona zvaigznājā. Augšā — NGC 1977, apakšā — lielais miglājs NGC 1982. Pēc uzņēmuma ar Maksutova sistēmas 50-cm meniska teleskopu Alma-Atā.

### MOSU GALAKTIKAS MIGLĀJI

No Galaktikas miglājiem visbiežāk minētais ir Lielais Oriona miglājs. Ar aci šai vietā pie debess redzama it kā miglā tīta Oriona zobena centrālā zvaigzne. Šis ir arī vienīgais miglājs, ko ar neapbruņotu aci redz debess ziemeļu puslodē.

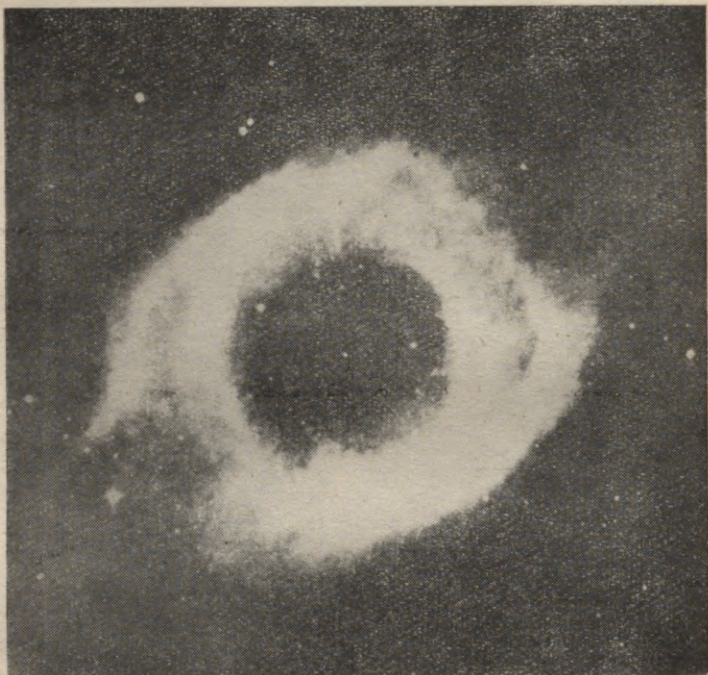




24. att. Šo Oriona miglāja fotografiju ieguvis astronomijas amatieris M. Gailis ar pašbūvētu spoguļteleskopu, kura diametrs 22 cm. Ekspozīcija 6 min. Attēlā redzama lielā miglāja NGC 1982 spožākā daļa. Salīdzinot ar 23. attēlu, te kreisā puse samainīta ar labo.

Fotouzņēmumā atklājas ne vien Oriona miglāja centrs, bet arī ārējās, vājāk spīdošās daļas (23. att.). Redzams, ka miglājam ir neregulāra forma. Šādus miglājus sauc par *difūziem miglājiem*.

Cita veida, t. s. *planetārie, miglāji* nosaukumu ieguvuši no tā, ka to izskats mazliet atgādina pla-



25. att. Lielākais un spožākais planetārais miglājs NGC 7293 atrodas Ūdensvira zvaigznājā. Tā redzamais diametrs 15' jeb puse no pilna Mēness diametra, bet attālums apmēram 600 gaismas gadu.

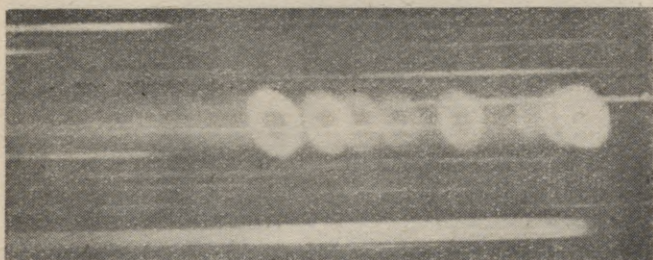
nētu Urāna un Neptūna iezalģanos diskus. Daži planetārie miglāji izskatās gredzenveidīgi. Raksturīgi, ka katra planetārā miglāja centrā atrodas zvaigzne.

Līdzīgi izskatās arī mazie miglāji, kurus var novērot ap katastrofiskām zvaigznēm — novām, dažus gadus pēc viņu eksplozijas. Šie miglainie apvalki — no zvaigznēm nomestie ārējie slāņi ir islaicīgas parādības un tiem nav tieša sakara ar planetāriem miglājiem.

Ja gribam zināt, kas ir šie spīdekļi, jāņem palīgā spektrografs. Planetāro miglāju leņķiskie izmēri ir niecīgi un to spektrus var uzņemt ar prizmas kameru. Tomēr, lai iegūtu vājāku miglāju spektrus,



lieto arī t. s. bezspraugas spektrografus. Tie dod līdzīgus uzņēmumus kā prizmas kameras. 26. attēlā planetārā miglāja spektrs ir uzņemts ar bezspraugas spektrografu. Uzņēmumā redzami vairāki planetāro miglāju attēli, zem tiem A tipa zvaigznes spektrs ar



26. att. Planetārā miglāja spektrs. Astoņus attēlus rada spēcīgāko emisijas līniju gaisma. Apakšā A0 tipa zvaigznes spektrs, kurā redzamas ūdeņraža Balmēra sērijas absorbcijas līnijas.

tumšām absorbcijas līnijām. Spektrs rāda, ka miglājs izstaro gaismu atsevišķos viļņu garumos, kuriem katram atbilst savs attēls. Tātad skaidrs, ka planetārais miglājs ir gāzveidīgs objekts.

Planetāro miglāju spektros var atrast ūdeņraža un hēlija līnijas, vājas oglekļa, slāpekļa, skābekļa līnijas. Bet visspilgtākās ir divas zaļās līnijas, kuru viļņu garumi ir  $5007 \text{ \AA}$  un  $4950 \text{ \AA}$ , kā arī vēl dažas, laboratorijās nepazīstamas līnijas. 1927. gadā amerikāņu astrofiziķis I. S. Bouens (I. S. Bowen) atklāja, ka šīs zaļās, t. s. nebulija līnijas pieder skābekļa atomiem, kas miglājos atrodas īpašos apstākļos. Tās pieder pie t. s. aizliegtām līnijām, tādām, kas parastos apstākļos nav novērojamas. Tādas līnijas var novērot tikai tur, kur ir ārkārtīgs vielas retinājums.

Difūzo miglāju spektri visumā līdzīgi planetāro miglāju spektriem, tikai zaļās nebulārās līnijas nav tik izcilas.

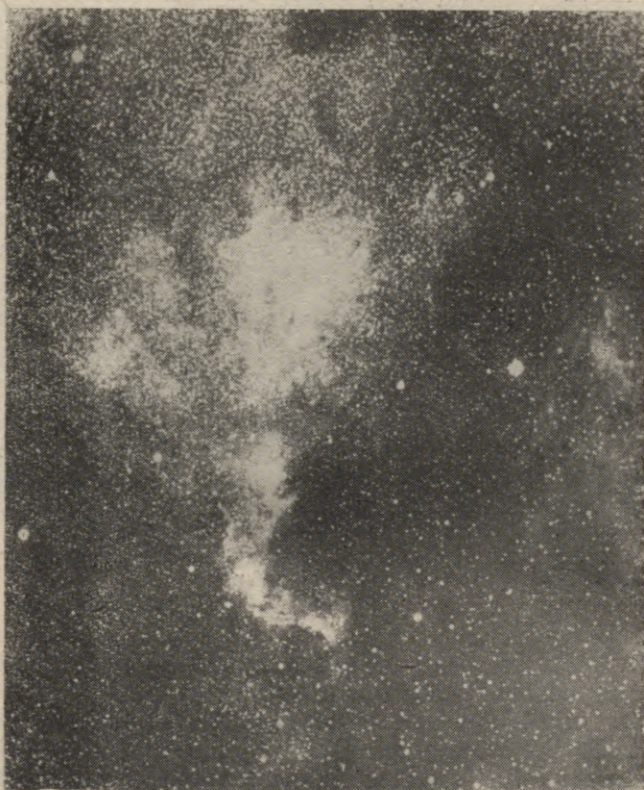
Kāpēc spīd šie gāzu miglāji? Planetāro miglāju spīdēšanas cēlonis ir miglāja centrālā zvaigzne. Pir-



27. att. Gaišie difūzie miglāji Ziemeļamerika (pa kreisi) un Pelikāns (pa labi), kas fotografēti ūdeņraža  $H\alpha$  emisijas līnijas sarkanajā gaismā.

mā brīdī liekas, ka tas nav iespējams, jo miglājs izstaro 40 līdz 50 reizes vairāk redzamās gaismas nekā centrālā zvaigzne. Izrādās, ka centrālā zvaigzne ir neparasti karsta, tāpēc lielāko daļu enerģijas tā izstaro neredzamās ultravioletās gaismas veidā. Pēdējai, ejot caur miglāju, uz to iedarbojas miglāja gāzes atomi, galvenokārt ūdeņradis. Notiek fluorescenci līdzīga parādība un neredzamā gaisma tiek pārveidota redzamajā. Arī difūzos gāzu miglājos vienmēr var atrast vismaz vienu, bet parasti vairā-

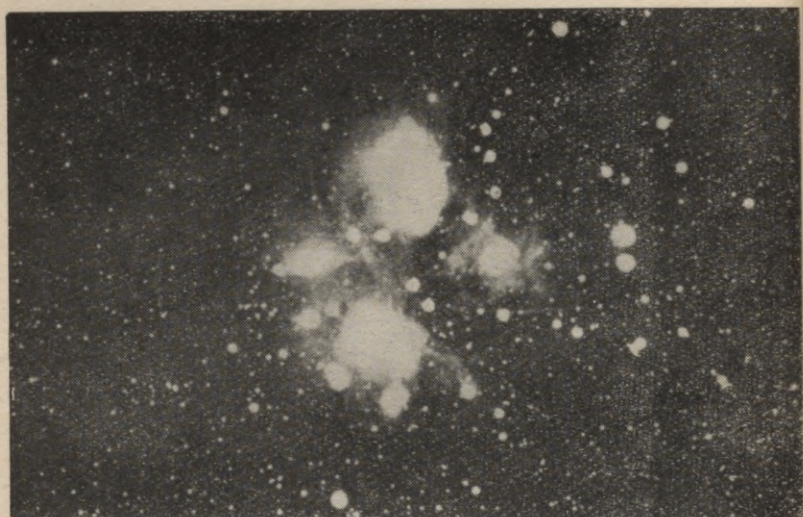




28. att. Tā paša (sk. 27. att.) debess apgabala uzņēmums zilajā gaismā. No gāzes sastāvošās miglāja daļas nav saskatāmas.

kas karstās O tipa milžu zvaigznes, kas liek spīdēt miglāja gāzei. Difūzo miglāju spektros parasti bez gaišām līnijām vērojams arī viegls, nepārtraukts spektrs. Tas rodas, zvaigžņu gaismai atstarojoties sīkās vielas daļiņās — dūmiem līdzīgos starpzvaigžņu putekļos, kas sastopami kopā ar gāzi. Novērojumi rāda, ka miglāju sastāvā parasti gāzes masa ir 100 reizes lielāka par putekļu masu.

Izmērot ūdeņraža līniju intensitāti, ir iespējams noteikt miglāja masu, kā arī blīvumu.



29. att. Zvaigžņu kopa Sietiņš ar refleksijas miglāju ap spožākām zvaigznēm.

Izrādās, ka tipiskam planetāram miglājam vienā  $\text{cm}^3$  ir vairāki tūkstoši jonu vai elektronu. Pašos spožākos miglājos šis skaitlis sasniedz 10—20 tūkstošus. Tā kā vidēja miglāja rādiuss ir ap 0,1—0,2 gaismas gadu, tad jonizētā udeņraža masa vidējā miglājā ir 0,1 Saules masas. Neitrālo atomu skaits gaišajā miglāja daļā ir tik mazs, ka to var neievērot.

Temperatūra planetāros miglājos sniedzas no 9000 līdz 18000°.

Difūzos miglājos temperatūra ir ap 8000°. Blīvums te ir daži desmiti jonu  $\text{cm}^3$ , dažos blīvums ir 100, bet Oriona miglājā pat 300 jonu/ $\text{cm}^3$ . Miglāju masa var būt no 0,1 līdz vairāki simti un tūkstoši Saules masu.

Dažiem difūziem miglājiem novēro tikai nepārtraukto spektru, gaišo līniju nav. Tāds ir, piemēram, miglājs ap Sietiņa spožākajām zvaigznēm (29. att.). Emisijas līniju trūkums nenozīmē, ka te gāzu nav. Zvaigznes, kas apspīd tādus *refleksijas miglājus*,

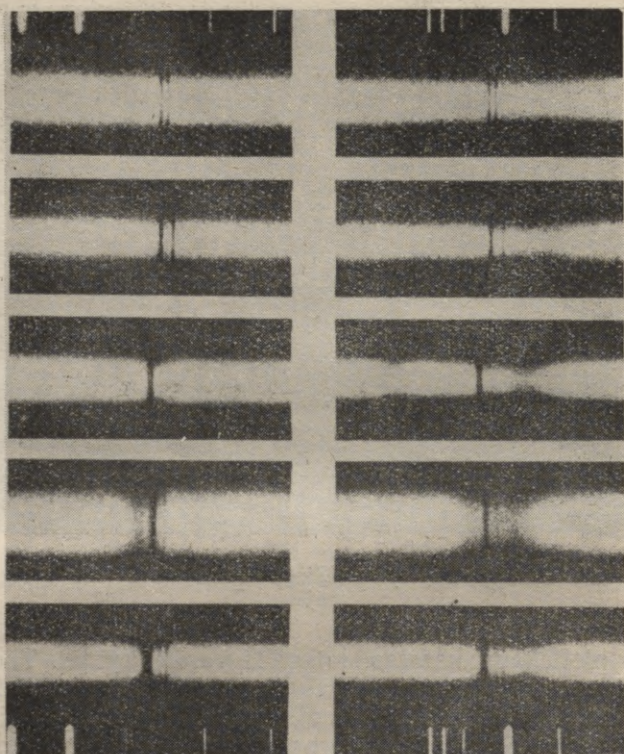




30. att. Tumšais miglājs — Zirga Galva — Oriona zvaigznāja.

nav pietiekami karstas, lai gāze varētu spīdēt. Tāda zvaigzne neizstaro vajadzīgā daudzumā ultravioletos starus, bet samērā daudz redzamo gaismu. Miglājā esošie putekli atstaro zvaigznes staroto redzamo gaismu, tāpēc miglāja spektrs līdzīgs tā apgaismotās zvaigznes spektram. Ja miglāja tuvumā karsto zvaigžņu nebūtu, tas nemaz nespīdētu un nebūtu novērojams.

Tomēr dažreiz miglāja esamību var konstatēt pēc putekļu iedarbības uz gaismu, kas no aizmiglāja zvaigznēm nonāk pie mums. Difūzo gaišo miglāju tuvumā bieži var redzēt *tumšus apgabalus* uz zvaigžņu fona. Tajos zvaigžņu redz daudz mazāk nekā apkārtņē. Izrādās, ka šāds tumšs apgabals īstenībā ir miglājs, ko neapspīd karsto zvaigžņu gaisma. Miglāja putekli absorbē un izkliedē uz visām pusēm zvaigžņu gaismu, tādējādi pavājinot aiz tā esošo zvaigžņu redzamo spožumu. Tāpēc daudzas no zvaigznēm, ko varētu redzēt, ja nebūtu miglāja, nav saskatāmas. Starpzvaigžņu telpas putekli ne vien pa-

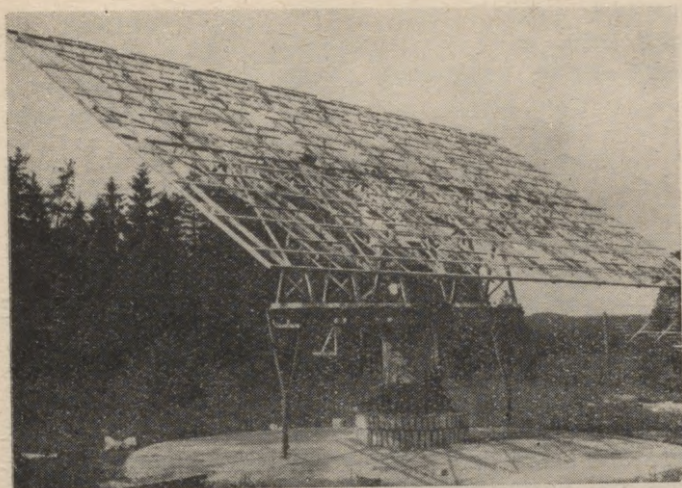


31. att. Zvaigžņu spektros saskatāmas tumšās līnijas, kas radušās, gaismai izkļiedējoties starpzvaigžņu gāzē.

vājina zvaigžņu gaismu, bet padara to sārtāku, jo vairāk izkļiedē zilos gaismas viļņus, mazāk sarkanos. Zvaigznes, ko redzam caur tādu gāzes un putekļu miglāju, sārtojas tāpat, kā Saule, kad tās stari vakarā iet cauri biežam Zemes atmosfēras slānim. Zvaigžņu nosarkšanas pakāpi iespējams izmērit un tādējādi noteikt putekļu daudzumu miglājā un miglāja masu.

Izrādās, ka arī tur, kur nav redzami ne gaišie, ne tumšie miglāji, starpzvaigžņu telpā atrodas viela, tikai vēl daudz retinātākā stāvoklī. Šī viela atstāj pēdas zvaigžņu spektros tumšo absorbcijas līniju





32. att. Radioteleskopa antena Riekstukalna observatorijā pie Baldones.

veidā (31. att.). Tā kā starpzvaigžņu absorbcijas līnijas sadalās vairākās asi izteiktās komponentēs, var secināt, ka tā nav viendabīga vide, bet sastāv no atsevišķiem sablīvējumiem, t. s. *starpzvaigžņu mākoņiem*. Tie kustas katrs ar savu ātrumu dažādos virzienos.

Ūdeņradi, kas visvairāk atrodas starpzvaigžņu telpā, tomēr parasti nav iespējams optiski konstatēt. Te palīgā nāk radioteleskopi, kas atklāj ūdeņraža atomu radiostarojumu. Radioastronomi iemācījušies atšifrēt starpzvaigžņu ūdeņraža radioviļņus un noteikt, kā šī gāze ir izvietota Galaktikā. Ūdeņradis tāpat kā karstās, jaudīgās zvaigznes koncentrējas galvenokārt spirāļu zaros.

## II. ZVAIGŽŅU DZIVE

### KĀPĒC ZVAIGZNES SPĪD?

Mēs jau pārliecinājāmies, ka zvaigžņu virsas temperatūra sasniedz tūkstošus un viskarstākajās zvaigznēs pat desmittūkstošus gradu. Tāpēc arī tās spīd, tāpat kā jebkurš sakarsēts ķermenis, piemēram, elektriskās spuldzes kvēldiegs. Bet spuldze spīd tikai tad, kad tā ieslēgta, t. i., kad pa kvēldiegu plūst elektriskā strāva. Elektriskā enerģija te pārvēršas siltumā un gaismā. Nospiežam slēdzi, strāvas plūsma pārtrūkst, un īsā mirklī gaisma strauji pavājinās — kļūst sārtāka un izdziest.

Sakarsējiet krāsnī dzelzs gabalu līdz baltkvēlei un izņemiet tad to laukā. Lai gan nekāda enerģija tagad netiek pievadīta, dzelzs zināmu laiku spīd, t. i., izstaro redzamo gaismu, kā arī infrasarkanos viļņus. Bet pakāpeniski gaisma kļūst vājāka un sārtāka, līdz pavisam izzūd. Siltuma enerģija, ko dzelzs bija ieguvusi krāsnī, no tās aizplūst gan ar starojumu apkārtējā telpā, gan siltuma vadišanas ceļā uz priekšmetiem, ar kuriem tā saskaras, gan gaisa cirkulācijas — konvekcijas dēļ.

Arī zvaigznes, izstarojot gaismu un cita veida elektromagnētiskos viļņus, nemitīgi zaudē savu enerģiju. Vai tās tāpat kā dzelzs gabals minētajā mēģinājumā spīd uz kādreiz saņemtas siltuma enerģijas rēķina, vai varbūt kaut kādi enerģijas avoti to nepārtraukti karsē tāpat kā elektriskā strāva spuldzes kvēldiegu? Kā vienā, tā otrā gadījumā paliek neatbildēts jautājums, kur radusies vai no kā rodas zvaig-



žņu siltuma enerģija? Lai rastu atbildi, vispirms jāzina, cik daudz enerģijas izšķiež pasaules telpā zvaigznes, vislabāk mums pazīstama Saule, tāpēc sāksim ar to.

## SAULES STAROJUMA JAUDA

Lai noteiktu, cik daudz enerģijas izstaro Saule, jāizmēri līdz Zemei nonākošais Saules enerģijas daudzums. Šim nolūkam lieto īpašus aparātus — pirheliometrus, uz kuru sastāvdaļas — nomelnotas plāksnītes krītošie Saules stari pārvēršas siltumā. Iegūto siltuma daudzumu precīzi izmēri un aprēķina t. s. Saules konstanti. Saules konstante ir starojuma enerģijas daudzums, ko no Saules vienā minūtē saņem vienu  $\text{cm}^2$  liels laukumiņš, ja Saules stari krīt stateniski tā virsai. Tā kā mērījumi izdarīti uz zemes virsas, jāievēro arī starojuma zudumi Zemes atmosfērā. No daudzkārt veiktajiem mērījumiem atrasts, ka Saules konstante ir divas (precīzāk 1,97) mazās kalorijas. Tā kā Saule izstaro visos virzienos vienādi, var aprēķināt tās pilno starojuma jaudu.

Iedomāsimies ap Sauli kā ap centru apvilktu lodi ar rādiusu vienlīdzīgu vienai astronomiskai vienībai jeb Zemes vidējam attālumam no Saules:  $r = 149\,500\,000$  km. Šādas lodes virsas laukums ir  $4 \pi r^2 = 28 \cdot 10^{26}$   $\text{cm}^2$ . Tā kā katrs  $\text{cm}^2$  saņem 2 kal., tad visa lodes virsa vienā minūtē iegūst  $5,6 \cdot 10^{27}$ , bet vienā gadā  $3 \cdot 10^{33}$  kal. Tas ir enerģijas daudzums, ko zaudē Saule. Saules virsas laukums ir  $6,1 \cdot 10^{22}$   $\text{cm}^2$ . Tas nozīmē, ka katrs tās virsas  $\text{cm}^2$  izstaro vidēji gandrīz simttūkstoš gramkaloriju minūtē, kas atbilst 6 kilovatu jaudai. Ik sekundi Saule zaudē tik daudz enerģijas, cik Padomju Savienības pašreizējās elektrostacijās spētu dot tikai 200 miljonu gadus. Ievērojot to izšķērdību, ar kādu Saule šķiež savu enerģiju, rodas šāds jautājums. Cik ilgi Saule tā var spīdēt?

Vispirms pārlicināsimies, cik ilgi var spīdēt Saule, ja tā līdzīgi apskatītajam dzelzs gabalam kādreiz ir sakarsēta, bet tagad enerģiju vairs neiegūst. Saule

ir sakarsēta tik stipri, ka atomi nav saistīti kopā, bet kustas cits no cita neatkarīgi kā gāzu molekulas. Tāpēc bieži saka, ka Saule un zvaigznes ir kā kvēlojošas gāzu lodes. Atomi ir ne vien atdalīti cits no cita, bet tiem ir atrauti arī elektroni, vai nu visi vai kāda daļa, un palikuši kaili kodoli vai joni. Visas šīs daļiņas haotiski kustas un katrai no tām piemīt zināma kustības enerģija, kas kopā sastāda Saules siltuma enerģiju. Bez tam enerģija Saulē ir uzkrāta, elektronus no atoma atraujot vai pārvietojot atomā uz augstākiem līmeņiem. Tā ir jonizācijas un ierosinājuma enerģija. Un vēl Saulē ir starojuma enerģija: starojums plūst ne tikai no Saules virsas, bet vēl jo vairāk tās iekšienē. Angļu astronoms A. S. Edingtons (A. S. Eddington, 1882.—1944.) aprēķināja, ka Saules siltuma enerģija ir  $3 \cdot 10^{47}$  ergu (1 kal. =  $4,2 \cdot 10^7$  ergiem). Apmēram tikpat liels ir jonizācijas un ierosinājuma enerģijas krājums Saulē, bet starojuma enerģija ir 10 reizes mazāka. Tātad kopējais enerģijas daudzums, kas piemīt Saulei tāpēc, ka tās viela sakarsēta, ir  $1,5 \cdot 10^{40}$  kal. Salīdzinot šo skaitli ar Saules enerģijas zudumu gadā, secinām, ka šo enerģijas krājumu, spīdēdama tā kā tagad, Saule iztērētu dažos miljonos gadu. Kā redzēsīm tālāk, ģeoloģiski pētījumi liecina par daudz lielāku Zemes un arī Saules vecumu. Tātad Saules spīdēšana nav līdzīga mūsu dzelzs gabala spīdēšanai. Saule vairāk līdzīga elektriskai spuldzei, kas spīd tāpēc, ka nepārtraukti saņem enerģiju. Tomēr Saule un tāpat arī zvaigznes parastajos apstākļos enerģiju kaut cik ievērojamos daudzumos nevar saņemt no ārienes. Atliek tikai iespēja, ka enerģija rodas pašā Saulē.

Viegli pārbaudīt, ka vajadzīgo enerģiju nespēj dot nekāda ķīmiskā reakcija kā, piemēram, degšana. Ja Saule būtu no vislabākās kvalitātes akmeņogles un tās degšanai netrūktu skābekļa, tad, lai nodrošinātu nepieciešamo jaudu, degvielas pietiktu tikai dažiem tūkstošiem gadu.

19. gadsimta vidū vācu dabaszinātnieks H. Helmhols (H. L. F. von Helmholtz, 1821.—1894.) nāca klajā ar šādu ideju: zvaigznes un Saule spīdēšanai nepieciešamo enerģiju iegūst, saraujoties sava sma-



guma spēka dēļ. Patiešām, ja gāzu lode savas gravitācijas iespaidā kļūst mazāka, tad tās gravitācijas enerģija samazinās. Saskaņā ar enerģijas nezūdamības likumu kopējais enerģijas daudzums neizmainās; tāpēc jāpalielinās citiem enerģijas veidiem. Izrādās, ka daļa no atbrīvotās enerģijas aiziet zvaigznes temperatūras paaugstināšanai, bet pārējā daļa dod vajadzīgo starojuma enerģiju.

Izmantodams šo Helmholca domu, ievērojamais angļu fiziķis lords Kelvins-Viljams Tomsons (Kelvin-William Thomson, 1824.—1907.) 1861. gadā veica aprēķinus, lai noteiktu, cik ilgi Saule var spīdēt uz gravitācijas enerģijas rēķina. Viņš pieņēma, ka visu spīdēšanas laiku Saule starojusi ar tik lielu jaudu kā tagad. Aprēķina rezultāts bija šāds: ja saraušanās sākumā pirmatnējai gāzu lodei, no kuras izveidojusies Saule, būtu bijis bezgalīgi liels tilpums, pat tad tā varētu iegūt enerģiju tikai 20 miljoniem gadu, saraujoties līdz tagadējiem izmēriem.

## ZEMES VECUMS

Izšķiroša loma Helmholca hipotezes noraidīšanā bija tam, ka šī gadsimta 20. gados izdevās pilnīgi droši noteikt zemes iežu vecumu. Ļoti piemērota šiem nolūkiem izrādījās ievērojamā franču fiziķa Pjera Kiri (P. Curie, 1859.—1906.) un lielā angļu fiziķa E. Rezerforda (E. Rutherford, 1871.—1937.) ieteiktā metode, kas izmanto iežos esošos radioaktīvos elementus. Radioaktīvās vielas sabruk spontāni, t. i., tā, ka sabrukšanas ātrumu neietekmē nekādi apstākļi un arī ar laiku tas nemainās. Jo vecāks ir kāds minerāls, kas satur, piemēram, urānu, jo vairāk tajā būs stabilo urāna sabrukšanas produktu — svina un hēlija. Ja ir izmērīts urāna un citu radioaktīvo elementu, kā arī svina un hēlija daudzums, tad var izrēķināt attiecīgā minerāla vecumu. Ir atrasti līdz pat 2 miljardi gadu veci ieži. Līdzīgi var noteikt arī visas Zemes garozas vecumu. Vairāki pētnieki ieguvuši rezultātu 3 līdz 3,5 miljardi gadu. Radioaktīvās metodes liecina arī, ka tā viela, no kuras veidoju-

sies Zeme, ir 5—6 miljardu gadu veca. Saules vecums nevar būt mazāks par Zemes vecumu.

Vēl viens ģeoloģijas atklājums palīdz noskaidrot Saules pagātņi. Ir zināms, ka dzīvi organismi uz Zemes pastāv vismaz miljardu gadu. Par to liecina attiecīga vecuma iežos atrastās aļģu atliekas. Bet dzīvību uz Zemes uztur Saules gaisma un siltums. Dzīvā daba ir visai izvēlīga pret temperatūru un citiem ārējiem apstākļiem; tā nevar pastāvēt ne pārāk augstās, ne pārāk zemās temperatūrās. Tas nozīmē, ka Saules starjanda pēdējā miljarda gadu laikā nevar būt ievērojami mainījusies.

Lielas starjandas zvaigznes — O un B spektra tipu milži vēl izšķērdīgāk sēj pasaules telpā enerģiju: gravitācijas enerģijas tām pietiktu tikai dažus desmitus tūkstošu gadu.

#### ATOMENERĢIJA ZVAIGZNĒS

Tatad 20. gados bija pilnīgi skaidrs, ka gravitācija nevar būt noteicošais zvaigžņu enerģijas avots. Bija jau pazīstama enerģija, kas slēpjas radioaktīvo vielu atomos. Radās doma, ka zvaigžņu enerģijas avots varētu būt atomu enerģija. Tomēr radioaktīvo elementu daudzums zvaigznēs ir par mazu, lai dotu vajadzīgo enerģiju. Bija arī pazīstams Einšteina vienādojums, kas izriet no relativitātes teorijas: ja ķermeņa masa ir  $m$ , tad tam piemītošā pilnā enerģija ir  $E = mc^2$ , kur  $c$  ir gaismas ātrums. Šīs enerģijas krājums ir milzīgs, bet jautājums, vai tā var pietiekamā daudzumā pārveidoties siltuma un starojuma enerģijā. Ir zināms, ka elementārdaļiņu pārim — elektronam un pozitronam anihilējoties, to vietā rodas enerģija elektromagnētisku viļņu veidā. Pazīstamais angļu astronoms Dž. Džinss (J. H. Jeans, 1877.—1946.) domāja, ka zvaigznēs enerģija rodas līdzīgā ceļā, elementārdaļiņām pilnībā izzūdot. Ja Saules enerģija rastos šādā veidā, tad Saule ik sekundi zaudētu  $4,3 \cdot 10^{12}$  g jeb 4,3 miljonus tonnu masas. Tas liekas ļoti daudz. Tomēr 5 miljardu gadu laikā Saules masa samazinātos tikai par 0,03%. Tātad



atomu enerģija pilnīgi var nodrošināt Saules gaismu un siltumu. Tieša masas anihilācija, kā to iedomājās Džinss, zvaigznēs tomēr nav iespējama. Zvaigznes iekšienē nav tādu apstākļu, lai, piemēram, protons (ūdeņraža atoma kodols) pilnīgi pārvērstos par enerģiju.

Atomenerģijas atbrīvošanās var notikt atomu kodolu savstarpējās iedarbības un tai sekojošas kodolu pārveidošanas rezultātā. Lai starp kodoliem notiktu reakcija, tiem jāpārvar savstarpējās atgrūšanās spēki. Tāpēc kodolu pārveidošanās notiek tikai tad, ja tiem piemīt liels ātrums, liela kustības enerģija. Laboratorijas apstākļos daļiņas piespiež skriet ar vajadzīgo ātrumu, paātrinot tās ar elektromagnētiskā lauka palīdzību ciklotronos, sinhrofazotronos vai citas līdzīgās ierīces. Arī augstā temperatūrā daļiņām piemīt lieli ātrumi. Tā kā zvaigžņu iekšienē temperatūrai jābūt ļoti augstai, tad tur var notikt šādas termiskās kodolreakcijas.

1929. gadā Getingenas universitātes toreizējie studenti R. Atkinsons (R. d' E. Atkinson) un F. Hautermans (F. G. Houtermans) mēģināja izveidot teoriju par kodolenerģijas atbrīvošanos zvaigznēs. Problēmas risināšanu sekmēja kodolfizikas straujā attīstība, un īsi pirms otrā pasaules kara sākuma vācu fiziķi K. Veiczekers (C. F. von Weizsäcker) un Amerikā dzīvojošais H. Bēte (H. A. Bethe) pierādīja, ka Saules un zvaigžņu iekšienē var notikt kodolreakciju virkne, kas gala rezultātā ūdeņradi pārvērs hēlijā un sagādā spīdēšanai nepieciešamo enerģiju.

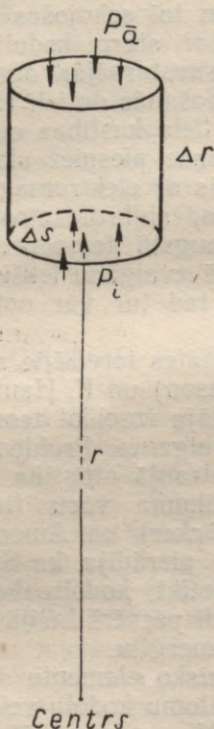
Ir zināmi vairāk nekā 200 ķīmisko elementu stabilo izotopu jeb vairāk nekā 200 atomu kodolu veidu, no kuriem katrs noteiktos apstākļos var reaģēt ar jebkura cita izotopa kodolu. Kā gan šādā iespējamību labirintā izdevies atrast to reakciju, kas notiek zvaigznēs. Jāzina, kādi apstākļi valda zvaigznes iekšienē, sevišķi tās centrā, kur, domājams, ir vislabvēlīgākie nosacījumi kodolu reakcijām.

## TEMPERATŪRA 10 MILJONI GRADU

Apskatisim, kā var gūt aptuvenu ieskatu par temperatūru un spiedienu zvaigznes centrā.

Parasto zvaigžņu īpašības ar laiku mainās ļoti lēni. Tāpēc

## Zvaigznes virsa



33. att. Tilpuma elements zvaigznes iekšienē. Galvenie spēki, kas uz to darbojas, ir smaguma spēks un gāzes spiediens.

nāli attālumam no centra. Tādā gadījumā iepriekšējā vienādojuma kreiso pusi var izteikt šādi:

$$P_i - P_a = \frac{P_c - P_v}{R} \Delta r,$$

kur ar  $R$  apzīmēts Saules rādiuss.

zvaigznes iekšienē viscaur jābūt hidrostatisksam līdzsvaram. Tas nozīmē, ka gravitācijas spēkam un spiediena spēkam, kas darbojas uz jebkuru mazu zvaigznes tilpumiņu, ir jālīdzsvaro viens otrs.

Iedomāsimies mazu cilindrisku tilpumu, kas atrodas attālumā  $r$  no zvaigznes centra. Cilindra pamatnes laukums lai ir  $\Delta s$ , bet tā garums  $\Delta r$  (33. att.). Uz cilindra ārējās pamatnes darbojas spiediens  $P_a$ , bet uz iekšējās — spiediens  $P_i$ . Kopējais spiediena radītais spēks, kas darbojas uz cilindru, ir  $(P_i - P_a) \Delta s$ . So uz zvaigznes ārpusi vērsto spēku līdzsvaro gravitācijas spēks, t. i., spēks, ar kādu zvaigznes masa pievekl apskatāmo tilpuma elementu. Saskaņā ar Ņutona likumu šis spēks ir proporcionāls cilindra masai  $m$  un zvaigznes centrālās daļas masai  $M_r$ , kas atrodas iekšpus lodes ar rādiusu  $r$ :

$$K \frac{m M_r}{r^2}.$$

Lielums  $K$  ir universālā gravitācijas konstante.

Ja vielas blīvums cilindrī ir  $\rho$ , tad tā masu var izteikt šādi  $m = \rho \Delta s \Delta r$ .

Tā kā abiem spēkiem skaitliski ir jābūt vienādiem, varam rakstīt līdzsvara nosacījumu:

$$P_i - P_a = \rho K \frac{M_r}{r^2} \Delta r.$$

So vienādojumu izlietosim, lai novērtētu spiedienu Saules centrā.

Apzīmēsim spiedienu Saules centrā ar  $P_c$ , bet spiedienu uz virsas ar  $P_v$  un vienkāršības labad pieņemsim, ka spiediens samazinās tieši proporcionāli attālumam no centra.

Tādā gadījumā iepriekšējā vienādojuma kreiso pusi var izteikt šādi:

$$P_i - P_a = \frac{P_c - P_v}{R} \Delta r,$$

kur ar  $R$  apzīmēts Saules rādiuss.



Tālāk pieņemsim, ka apskatāmais cilindrs atrodas vidū starp Saules virsu un centru, t. i.,  $r = 0,5 R$  un ka Saules masa iekšpus sfēras ar rādiusu  $r$  ir puse no visas Saules masas:  $M_r = 0,5 M$ . Tad līdzsvara vienādojumu var pārrakstīt tā:

$$\frac{P_c - P_v}{R} = 2\rho K \frac{M}{R^2}.$$

Spiediens uz Saules virsas ir tik mazs, ka to var neievērot;  $P_v = 0$ . Dabūjam izteiksmi spiedienam Saules centrā:

$$P_c = 2\rho K \frac{M}{R}.$$

Liekot šai formulā  $\rho$  vietā Saules vidējo blīvumu  $1,41 \text{ g/cm}^3$  un pārējo lielumu skaitliskās vērtības  $K = 6,668 \cdot 10^{-8} \text{ din. cm}^2 \text{ g}^{-2}$ ,  $M = 1,99 \cdot 10^{33} \text{ g}$ ,  $R = 6,960 \cdot 10^{10} \text{ cm}$ , atrodam, ka Saules centrā ir spiediens  $6 \cdot 10^{15} \text{ CGS vienību}$  jeb 6 miljardi atmosfēru.

Tagad varam novērtēt arī Saules iekšienes temperatūru. Pieļojam ideālas gāzes stāvokļa vienādojumu  $P = \frac{k}{m} \rho T$ , kur  $T$  ir temperatūra,  $k$  — Bolcmana konstante ( $= 1,38024 \text{ ergi/grads}$ ) un  $m$  — vidējais molekulsvars Saules vielai.

Par vidējo molekulsvaru var ņemt pusi no ūdeņraža molekulsvara, jo ūdeņraža atomu skaits ir daudzkārt lielāks par citu elementu atomu skaitu. Bet zvaigznēs tas ir jonizēts: elektrons ir atrauts no kodola un tāpēc kopējais daļiņu skaits divreiz lielāks par ūdeņraža atomu skaitu. Jonizēta ūdeņraža kodols (protons) un brīvais elektrons ir līdzvērtīgi divām daļiņām, kam vidējā masa vienlīdzīga ūdeņraža atoma masas pusei. Aprēķināsim temperatūru Saules rādiusa viduspunktā — vidū starp centru un malu, kur pēc mūsu pieņēmuma spiediens ir divreiz mazāks nekā Saules centrā.

Rezultātā dabūjam 10 miljonus gradu, tā ir tipiska temperatūra zvaigžņu iekšienei. Saules centrā temperatūra ir vēl lielāka; pilnīgāks aprēķins rāda, ka te ir 20 miljoni gradu.

Ja zināma zvaigžņu iekšienes temperatūra, attiecīgo kodolreakciju izvēle kļūst daudz vienkāršāka. Daļiņām ar 10 miljonu gradu temperatūru kinētiskā enerģija ir  $3/2 kT \approx 2 \cdot 10^{-9} \text{ ergu} \approx 1 \text{ kiloelektronvolts}$ . Lai noteikta kodolreakcija varētu notikt, reaģējošām daļiņām jābūt ar pietiekami lielu enerģiju. Lai notiktu reakcija, kodoliem jāpārvar t. s. potenciālā barjera, ko rada starp tiem valdošais atgrū-

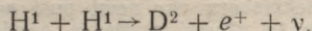
šanās spēks. Vienkāršajiem atomu kodoliem šīs barjeras ir mazākas un tāpēc vieglāk pārvaramas. Dažu desmitu miljonu gradu temperatūrā, kāda ir tipiska zvaigžņu iekšienēm, kodolreakcijās var piedalīties vieglāko elementu ūdeņraža, hēlija, litija, berilija, bora, oglekļa, slāpekļa un skābekļa stabilo izotopu kodoli. Starp tiem iespējamās reakcijas kodolfiziķi ir samērā labi izpētījuši.

Izrādās, ka zvaigžņu starojuma enerģiju vajadzīgā daudzumā var sagādāt termiskās kodolreakcijas, kas ūdeņradi pārvērš hēlijā. Ir divi tādi reakciju cikli: *ūdeņraža cikls* jeb *protona — protona reakcija* un *oglekļa cikls*.

### ŪDEŅRAŽA «DEGŠANA» ZVAIGZNĒS

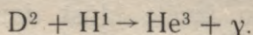
*Protona—protona reakcijā* ir trīs posmi.

1) Divi protoni  $H^1$  saduras un rodas smagā ūdeņraža — deitērija atoma kodols deitrons  $D^2$ , kā arī pozitrons  $e^+$  un neitrīno  $\nu$ :

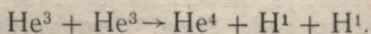


Pozitrons nekavējoties apvienojas ar elektronu, abas daļiņas anihilējas un to vietā rodas ļoti īsu elektromagnētisko viļņu starojums —  $\gamma$  stari. Kas notiek ar neitrīno? Šī daļiņa nereaģē ne ar kādām citām. Tāpēc tā brīvi iziet cauri visiem zvaigznes slāņiem un atstāj spīdekli uz visiem laikiem. Pirmais reakcijas posms norit ļoti lēni.

2) Tālākais kodolu pārvērtību process turpinās, deitronam saduroties ar citu protonu. Izveidojas hēlija izotopa atoma kodols  $He^3$  un rodas  $\gamma$  starojums. Šī reakcija notiek tūlīt pēc deitrona izveidošanās:



3) Parasti notiek divu  $He^3$  daļiņu sadursme, kuras rezultātā izveidojas parastā hēlija atoma kodols  $He^4$  un divi protoni:



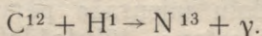


Tā kā šai posmā vajadzīgas divas  $\text{He}^3$  daļiņas, pirmajai un otrajai reakcijai jānotiek divas reizes biežāk nekā pēdējai.

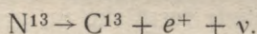
Gala rezultātā, no četriem ūdeņraža atoma kodoliem izveidojot vienu hēlija atoma kodolu, atbrīvojas  $4,2 \cdot 10^{-5}$  ergu liela enerģija, ja neskaita no zvaigznes aizgājušā neitrīno aiznesto enerģiju.

Otrs veids, kā zvaigžņu iekšienē ūdeņradis pārveidojas hēlijā, ir t. s. *oglekļa cikls*, kas notiek ar oglekļa atoma kodolu palīdzību. Šis reakciju cikls ir pārsvarā masīvajās zvaigznēs; tas sastāv no sešiem posmiem.

1) Protona sadursme ar parastā oglekļa atoma kodolu  $\text{C}^{12}$  rada slāpekļa  $\text{N}^{13}$  kodolu un  $\gamma$  starojumu:

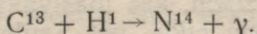


2) Slāpekļa  $\text{N}^{13}$  kodols nav stabils, apmēram 7 minūšu laikā tas sairst, un rodas smagā oglekļa kodols  $\text{C}^{13}$ , pozitrons un neitrīno:

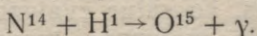


Arī te pozitrons kopā ar elektronu izzūd, bet neitrīno aiziet no zvaigznes.

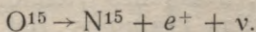
3) Nākošajā posmā otrs protons saduras ar smagā oglekļa izotopu un izveidojas parastā slāpekļa kodols  $\text{N}^{14}$ :



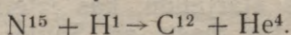
4) Tālāk cits protons sadursmē ar slāpekli izveido nestabilu skābekļa izotopu  $\text{O}^{15}$ .



5) Pēdējais ļoti ātri, vidēji 82 sekundēs sairst, radot smagā slāpekļa izotopu  $\text{N}^{15}$  un atkal pozitronu un neitrīno:



6) Un beidzot, pēdējā posmā smagā slāpekļa atoma kodols sadursmē ar ceturto protonu izveido atkal oglekļa kodolu un hēlija kodolu:



Noslēdzoties ciklam, atkal ir parādījies oglekļa atoma kodols, kas te darbojās līdzīgi katalizatoram,

bet no četriem ūdeņraža atoma kodoliem, tāpat kā protona—protona reakcijā, ir radies hēlija atoma kodols.

Izrādās, ka ūdeņradis ir visizdevīgākā atomu degviela. Katram ūdeņraža atomam ir 1,00815 atomāro masas vienību jeb  $1,6736 \cdot 10^{-24}$  gramu liela masa. Hēlijam attiecīgie lielumi ir 4,00387 un  $6,647 \cdot 10^{-24}$ . Tātad hēlija atoma masa ir mazāka nekā četru ūdeņraža atomu masas summa. Pēc četru ūdeņraža atomu pārvēršanās hēlija atomā izzudusi viela ar masu 0,0287 atomārās masas vienības, kas pēc Einšteina vienādojuma atbilst  $4,28 \cdot 10^{-5}$  ergiem enerģijas. Tātad septiņas tūkstošdaļas no vielas, kas šajā reakcijā pārveidojās, ir pārvērstas enerģijā. Vislielāko enerģijas procentu dotu ūdeņraža pārveidošana dzelzī, bet arī tad tikai astoņas tūkstošdaļas no reaģējošo vielu masas.

Varam aprēķināt visu to enerģiju, ko dotu Saules ūdeņraža pārveidošana hēlijā:  $0,007 Mc^2$  jeb  $10^{52}$  ergu. Tas pārsniedz termisko un gravitācijas enerģiju tūkstoš reizes. Ar šādu enerģijas krājumu Saule spēj spīdēt tikpat spoži kā tagad 100 miljardus gadu.

Bet kā ir ar citām zvaigznēm, cik ilgi tās spēj spīdēt? Izrādās, ka visām galvenās secības zvaigznēm svarīgākais enerģijas avots ir ūdeņraža pārvēršana par hēliju. Zvaigznēm, kas masīvākas par Sauli, noteicošais ir oglekļa cikls, bet Saules tipa un mazākām zvaigznēm — ūdeņraža cikls. Abi cikli dod apmēram vienādu enerģijas ieguvu. Tas nozīmē, ka enerģijas krājums, ko satur zvaigznes ūdeņradis, ir tieši proporcionāls zvaigznes masai, jo ūdeņraža procents visās zvaigznēs sākumā ir apmēram vienāds. Ja zvaigžņu starjauca būtu proporcionāla to sākotnējai masai, zvaigznes vienādi ilgā laikā iztērētu savus enerģijas krājumus. Bet īstenībā tā nav. Palūkosimies sekojošā tabulā. Tajā ievietoti skaitļi, kas rāda, cik strauji enerģiju šķiež dažāda tipa zvaigznes salīdzinājumā ar Sauli. Tabulā dotos skaitļus dabū, zvaigznes starjauca, kas izteikta Saules vienībās, dalot ar tās masu, arī Saules vienībās. Atzīmēsim, ka Saule izstaro no 1 grama masas vienā sekundē 1,94 ergu.



Vidējā starojuma enerģija no 1 masas grama  
dažādu spektra tipu zvaigznēm\*

Spektra tips	Pārmilži	Milži	Galvenā secība	Baltie pundurī
O5			3000	
B0	3000		500	
B5	1500		100	
A0	1000		20	0,0008
F0	500		4	
G0		10	1,5	
K0		20	0,5	
M0		100	0,1	

\* Par vienību pieņemta enerģija, ko Saule izstaro no 1 masas grama vienā sekundē, t. i., 1,94 ergu.

### KARSTIE MILŽI

Aplūkosim interesantu zvaigžņu tipu — karstos milžus. To starjauņa ir 100 000 reizu lielāka par Saules starjauņa, bet to masa tikai dažas desmit reizes pārsniedz Saules masu. Tātad karstie milži izstaro simtiem reizu vairāk enerģijas nekā Saule tai pašā laikā no vienāda daudzuma masas. Tas nozīmē, ka karstie milži daudz ātrāk izlieto savus enerģijas krājumus nekā mazāk masīvās zvaigznes. Saskaņā ar minēto tabulu O5 spektra tipa zvaigzne savu enerģiju šķiež 3000 reizes straujāk par Sauli. Ja Saule, kā redzējām, spēj spīdēt 100 miljardus gadu tikpat spoži kā tagad, tad šī karstā O5 tipa zvaigzne var spīdēt tā kā tagad tikai 30 miljonus gadu. Skaidrs, ka tāda zvaigzne ir kļuvusi par karsto milzi vai arī vispār radusies ne agrāk kā pirms 30 miljoniem gadu. Atcerēsimies, ka Saules vecums ir ap 6 miljardi gadu. Tad karstais milzis ir 200 reizes jaunāks. Ja zvaigznes mūža posmu apzīmēšanai lietotu uz cilvēka dzīvi attiecināmos nosaukumus, ar pilnām tiesībām varētu teikt, ka baltie milži vēl ir zīdaiņi.

Nozīmīgu liecību par karsto milžu nelielo vecumu devuši pazīstamā armenņu astrofizika akadēmiķa V. Ambarcumjana (dz. 1908. g.) pētījumi par zvaigžņu asociācijām. Viņš atklāja, ka karstās milžu zvaigznes, kas telpā izvietojušās grupās, nevar ilgi

pastāvēt vienkopus. Šādās zvaigžņu grupās locekļi atrodas vēl daudz tālāk cits no cita nekā parastās zvaigznes Saules apkārtnē, un tāpēc savstarpējais gravitācijas spēks tās nevar noturēt vienkopus. Galaktikas centra pievilksanas spēka dēļ šīm grupām, ko pēc Ambarcumjana ieteikuma sauc par zvaigžņu asociācijām, apmēram 10 miljonos gadu ir jāizirst. Tātad tās asociācijas, kas vēl novērojamas, ir radušās pirms mazāk nekā 10 miljoniem gadu. Raksturīgi, ka karstās baltās zvaigznes atrodamas vienīgi asociācijās. Aprēķini rāda, ka pilnīgi izslēgta iespēja zvaigznēm sanākt kopā un apvienoties tādā asociācijā. Tādēļ var droši secināt: 1) karstās milžu zvaigznes ir radušās asociācijās un 2) šo zvaigžņu vecums ir mazāks par 10 miljoniem gadu.

V. Ambarcumjans deva vēl vienu pierādījumu, ka karstās zvaigznes ir jaunas. Šīs zvaigznes atšķirībā no citām ietilpst tādās vairākkārtīgās zvaigznēs, kuru komponentes nevar ilgi pastāvēt vienkopus. Tādas vairākkārtīgas zvaigznes raksturīgas ar to, ka attālumi starp visām komponentēm ir gandrīz vienādi. Raksturīgs piemērs ir četrkārtīgā zvaigzne Oriona miglājā, ko sauc par Oriona trapeci. Tāpēc visas vairākkārtīgās zvaigznes ar līdzīgiem starpkomponentu attālumiem sauc par Trapeces tipa sistēmām.

Parastajās vairākkārtīgajās zvaigznēs attālumi starp komponentēm vienmēr ir ļoti dažādi. Bieži sastopamas četrkārtīgas zvaigznes, kur divi tuvie zvaigžņu pāri atrodas ļoti tālu viens no otra, kā, piemēram, Liras  $\epsilon$  (sk. 38. lpp.). Šādā sistēmā viena pāra komponentu savstarpējo kustību tikpat kā neietekmē otrā pāra pievilksanas spēks, tāpēc sistēma ir stabila.

Turpretī Trapeces tipa sistēmā jebkuras komponentes iespaids ir svarīgs. Pietiek kādai komponentei pienākt mazliet par tuvu pie citas, lai tās iespaids kļūtu lielāks par pārējo komponentu iespaidu. Tādā gadījumā vienas zvaigznes kustības enerģija var tiklīdz pieaugt uz otras zvaigznes rēķina, ka tā aizies prom no sistēmas. Sašķaņā ar aprēķiniem šādas sistēmas daļējai sairšanai vajag vidēji divus līdz



trīs miljonus gadu. Tātad vecums tām zvaigznēm, kas ietilpst Trapecu tipa sistēmās, ir mazāks par šo laika posmu. Trapecu tipa sistēmas parasti atrodas asociācijās. Tas rāda, ka zvaigznes rodas šādu vairākkārtīgu sistēmu veidā.

## ZVAIGŽŅU ATTĪSTĪBAS PĒTIJUMI

Interesējoties par to, kur rodas zvaigžņu starojumam vajadzīgā enerģija, mēs nonācām pie secinājuma, ka ir dažāda vecuma zvaigznes. Tagad nēviens astronoms vairs nešaubās, ka zvaigznes rodas arī mūsu dienās. Turpretī vēl pirms diviem gadu desmitiem valdīja uzskats, ka visas mūsu sistēmas zvaigznes radušās vienā laikā, veidojoties Galaktikai. Sakarā ar to, ka noskaidrojās jautājums par zvaigžņu enerģijas avotiem, radās arī drošs pamats zvaigžņu attīstības pētījumiem. Tas tāpēc, ka zvaigznes atbrīvotā enerģija nosaka ne tikai spīdekļa dzīves laiku, bet arī tā īpašību maiņu laika gaitā. Zvaigžņu attīstības pētījumu mērķis ir noskaidrot, kā ar laiku izmainīsies to zvaigžņu īpašības, kuras mēs novērojam un pazīstam. Skaidrs, ka tikai tad varēsim pilnīgi izprast debess objektus, ja pētīsim tos izmaiņu un attīstības gaitā.

Ar zvaigžņu attīstības pētījumiem ir cieši saistīts jautājums par zvaigžņu rašanos. Pirms radās tāds debess ķermenis, ko mēs saucam par zvaigzni, attiecīgā matērija pastāvēja kādā citā formā. Zvaigžņu rašanās jautājums tāpēc ir saistīts ar pirmzvaigžņu formu attīstību. Kā turpmāk redzēsim, zvaigžņu izcelšanās pētījumi vēl nestāv uz tik drošiem pamatiem kā viņu attīstības mācība.

Lai izprastu, kādas grūtības jāpārvar, pētot zvaigžņu dzīves gaitu, jāņem vērā savdabīgie apstākļi, kādos atrodas debess ķermeņu pētniecība. Nav nekādu iespēju izsekot kādas atsevišķas zvaigznes attīstībai. Zvaigznes mūžs ir neaptverami garš, pat, ja salīdzinām ar visas cilvēces līdzšīņo eksistences laiku, nemaz nerunājot par tiem dažiem gadu desmitiem, kopš tā pievērsusies zvaigžņu attīstības

pētišanai. Jālieto citi paņēmieni. Mēs redzējām, cik liela ir zvaigžņu dažādība. Kā te noteikt, kuras zvaigznes ir jaunākas, kuras vecākas? Vai baltie milži nākotnē pārvērtīsies par sarkaniem punduriem, vai arī otrādi — sarkanie punduri par baltiem milžiem? Vai varbūt šīs zvaigznes ir pilnīgi atšķirīgas sugas zvaigžņu pasaulē un neviena no abām nevar atkārtot otras attīstības gaitu? Zinātne te atrodas tādā stāvoklī, kādā būtu dabas pētnieks no citas planētas, kas ieguvis kinofilmu komplektu ar dažu sekunžu ilgiem nesistemizētiem kadriem par Zemes augu vai dzīvnieku valsti. Šādos apstākļos nebūtu nekāds brīnums, ja tāds iedomāts pētnieks sākumā izvirzītu hipotezi, ka sivēns ar laiku izaug par ziloni vai arī ka tīģeris ir mājas kaķis savās jaunības dienās. Turpinādams sava komplekta kinokadru studijas, viņš droši vien vēlāk atklātu pārsteidzīgā slēdziena aplamību.

Parasti tāda spekulatīva, nepietiekami pamatota hipoteze arī astronomijā agri vai vēlu nonāk zinātnes arhīvā. Tā tas bija ar gadsimta sākumā dzimušo hipotezi, ka baltās milzu zvaigznes attīstības gaitā iziet visas Hercšprunga—Resela diagramas galvenās secības stadijas, it kā slīdot pa šo diagramas zaru uz leju un kļūstot par sarkano punduri. Šī hipoteze bija nolemta iznīcībai, tāpēc ka toreiz vēl nebija savākti vajadzīgi novērojumi un nebija zināmi tie fizikas likumi, kas nosaka zvaigžņu attīstību, uz kuriem jābalstās ikvienai teorijai.

Lai gan pasaules telpā valda laboratorijās vēl neatdarināmi apstākļi, tomēr, pateicoties fizikas likumiem, kuri nezaudē spēku arī kosmiskajā telpā, ir iespējams vairāk vai mazāk precīzi paredzēt, kā pārveidosies zvaigznes tajās notiekošo procesu rezultātā.

Zvaigžņu masu, temperatūru, starjaudu lielā dažādība kļuva acīm redzama jau gadsimtu mijā. Pirmais mēģinājums sakārtot zvaigznes to vecuma secībā bija zvaigžņu iedalīšana pēc to spektra «agrajās» un «vēlajās» zvaigznēs. Šie apzīmējumi, kaut arī tie neatbilst sākotnēji paredzētai nozīmei, kā redzams, ir saglabājušies un iegājuši astronomu valodā.

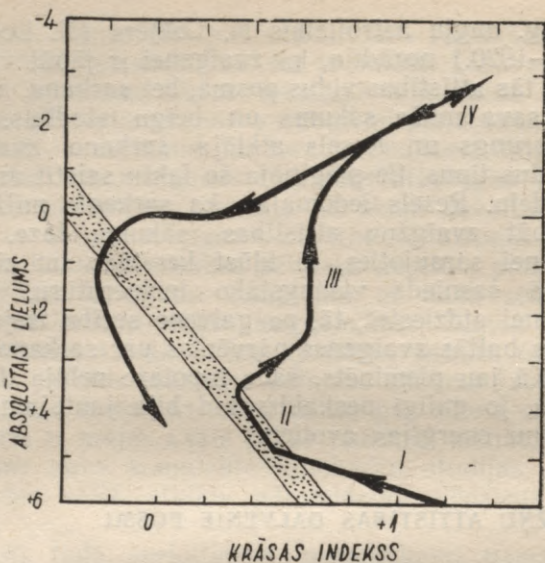


1899. g. angļu astrofiziķis N. Lokjērs (N. Lockyer, 1836.—1920.) norādīja, ka zvaigznei ir jābūt viskarstākai tās attīstības vidus posmā, bet sarkana, auksta tā ir sava mūža sākuma un beigu stadijās. Kad Hercšprungs un Resels atklāja sarkano zvaigžņu divējādus tipus, tie mēģināja šo faktu saistīt ar Lokjēra ideju. Resels iedomājās, ka sarkanie milži varētu būt zvaigžņu attīstības sākuma faze. Tad, zvaigznei saraujoties, tā kļūst karstāka un zināmā vecumā sasniedz visaugstāko temperatūru. Tālāk zvaigznei atdziestot, tā, pa galveno secību izejot, no karstas baltās zvaigznes pārvēršas par sarkano punduri. Kā jau pieminēts, šāda hipoteze nebija dzīvotspējīga, jo galīgi neskaidrs tad bija jautājums par zvaigžņu enerģijas avotiem.

#### ZVAIGŽŅU ATTISTĪBAS GALVENIE POSMI

Ir pamats pieņemt, ka zvaigznes rodas no izkrietās starpzvaigžņu vides, tai kondensējoties par samērā blīvu mākonī. Gravitācijas dēļ šī mākoņu masa pamazām saraujas un sablīvējas, pie kam pieaug tās temperatūra. Ārējo slāņu temperatūrai sasniedzot pāris tūkstošu gradu, tādu ķermeņi jau varētu sākt novērot optiski kā ļoti sarkanu zvaigzni. Temperatūrai saraušanās dēļ arvien turpinot augt, pienāks tāds brīdis, ka tā jaunradušās zvaigznes centrā sasniegs vajadzīgos 10 miljonus gradu, lai varētu sākties kodolu reakcijas, kas ūdeņradi pārvērs hēlijā. Zvaigznes kodolā atbrīvotā enerģija palielinās spiedienu, kas savukārt darbosies preti gravitācijas spēkam, un zvaigzne izbeigs saraušanos.

Saraušanās laiks ir atkarīgs no sākotnējā kondensētā mākoņa masas, kas, domājams, ir līdzīga jaunradušās zvaigznes masai. Jo lielāka ir masa, jo straujāk notiek tās saraušanās un agrāk sāk darboties kodolreakcijas. Zvaigznei veidojoties saraušanās procesā, gan tās virsas temperatūra, gan starjauņa pakāpeniski pieaug. Attēlojot zvaigžņu attīstības pirmo fazi Hercšprunga—Resela diagramā ar punktiem, iegūsim likni, kas raksturo zvaigznes attīstības



34. att. Zvaigžņu attīstības galveno posmu attēlojums Hercšprunga—Resela diagramā.

gaitu (34. att.). Zvaigzne it kā virzīsies diagramā pa kreisi uz augšu no labās malas līdz tam laikam, kad sāks darboties kodolreakcijas. Šai laikā tā jau būs nonākusi pie galvenās secības. Kurā vietā uz šī diagramas zara viņa nonākusi, tas atkarīgs no zvaigznes masas. Jo lielāka masa, jo augstāka virsas temperatūra un lielāka starjauka, kā jau pārliecinājamies no novērojumu datiem par galvenās secības zvaigznēm.

Nonākusi uz galvenās secības, zvaigzne nostabilizējas. Sākas attīstības otrais posms, kura laikā zvaigznes īpašības tikpat kā nemainās, kamēr notiek ūdeņraža pārstrādāšanas process. Ūdeņradim pakāpeniski pārveidojoties par hēliju, izmainās zvaigznes centrālās daļas ķīmiskais sastāvs. Izrādās, ka vielas sajaukšanās notiek tikai kodolā, tāpēc arī tikai te mainīsies ķīmiskais sastāvs. Ārpus kodola saglabāsies sākotnējais ķīmiskais sastāvs. Kodolā atbrīvoto enerģiju starojums pārnēs uz zvaigznes ārējiem slā-



ņiem, un tā atstāj zvaigzni gaismas un citu elektromagnētisko viļņu veidā.

Līdz ar hēlija sastāva pieaugšanu centrā pieaug zvaigznes kodola molekulsvars un gāze kļūst it kā smagāka. Tāpēc kodols nedaudz saraujas un pieaug tā temperatūra. Ceļoties temperatūrai kodolā, paātrinās ūdeņraža «degšana», vairāk atbrīvojas enerģija un pieaug zvaigznes starjauka. Tomēr šīs izmaiņas ir niecīgas un zvaigzne vēl arvien atrodas uz galvenās secības.

Pēc zināma laika gandrīz viss ūdeņradis zvaigznes kodolā būs iztērēts. Tad reakcija centrālajā daļā palēnināsies un zvaigznes kodols saraušies. Līdz ar to pieaugs kodola un apkārtejo slāņu temperatūra. Tagad reakcija sāksies slāni ap kodolu, kur ir pietiekami daudz ūdeņraža. Savukārt ūdeņradim izsīkstot šai slānī, sāksies ūdeņraža degšana tālākā slānī. Kodols, kurā vairs enerģija neatbrīvojas, turpina sarauties un tā temperatūra ceļas. Temperatūras augšanas sekas ir zvaigznes ārējās daļas izplešanās un tās starjaukas palielināšanās. Tā pakāpeniski zvaigzne no sākuma lēni, bet tad arvien straujāk no galvenās secības Hercšprunga—Resela diagramā pārvietojas pa labi uz augšu un kļūst par sarkano milzi. Šī pāriešana no galvenās secības uz sarkano milžu apgabalu ir trešais posms zvaigznes dzīvē.

Cik ilgi turpinās apskatītie trīs posmi? Kā jau minējām, attīstības laiks atkarīgs no zvaigznes masas. Jo lielāka masa, jo straujāk «dzīvo» zvaigzne. G. Herbig (G. Herbig) dod šādus laikus pirmajiem diviem attīstības posmiem dažādām zvaigznēm.

6. tabula

Zvaigznes spektra tips	Zvaigznes masa Saules masās	Saraušanās laiks	Galvenās secības posms
B0	20	$3 \times 10^4$ gadu	$\sim 10^7$ gadu
A0	3	$2 \times 10^6$	$\sim 5 \times 10^8$
dG2	1	$5 \times 10^7$	$\sim 10^{10}$
dK5	0,6	$2 \times 10^8$	$\sim 11^{11}$
dM5	0,2	$\sim 10^9$	$\sim 10^{12}$

Otrā attīstības posma ilgums ir ļoti neskaidrs, tomēr ir zināms, ka tas ilgst 100 vai 1000 reizu ilgāk par pirmo posmu.

Ziņas par trešā attīstības posma ilgumu ir vēl nedrošākas. Domājams, ka tas ir īsāks par otro posmu, bet daudz lielāks par pirmo.

Kā tālāk attīstās sarkanie milži? Tas vēl ir pavisam neskaidrs. Novērojumi rāda, ka attīstības ceļš Hercšprunga—Resela diagramā tālāk varētu turpināties pa kreisi, šķērsojot galveno secību un tad strauji ejot uz leju cauri novu un planetāro miglāju kodolu apgabaliem uz baltajiem punduriem. Šajā attīstības posmā norit citas kodolreakcijas, kurās hēlijs pārvēršas par oglekli un tālāk par skābekli. Šāda reakcija sākas tad, kad zvaigznes centrā temperatūra sasniedz 100—140 miljonus gradu. Tālākajā posmā, iespējams, notiek zvaigznes retinātās atmosfēras noņemšana kā novā vai kā planetārā miglāja kodolā, un zvaigzne kļūst par balto punduri, kam nav vairs enerģijas avotu. Tā sastāv no hēlija un citiem smagākiem elementiem, ūdeņradis palicis vairs tik ārējā slānī. Temperatūra zvaigznes iekšienē ir ļoti augsta. Zvaigzne atdziest lēni, jo tās starjauca ir ļoti maza. Apmēram 8 miljardu gadu laikā tās virsas temperatūra nokrīt līdz 4000 grādiem un tā kļūst par sarkanu «balto punduri», kādi pēdējā laikā patiešām atrasti.

Apskatīto zvaigžņu attīstības gaitu tikai tad varēs atzīt par atbilstošu īstenībai, ja tā saskanēs ar zvaigžņu pasaulē novērojamām īpatnībām un spēs tās izskaidrot. Tāpēc pievērsīsimies dažiem tādiem astronomiskajos novērojumos gūtiem faktiem, kas apstiprina minēto uzskatu par zvaigžņu attīstības gaitu.

Kā redzējām, zvaigznes attīstības gaitu nosaka tas, kāda ir zvaigznes sākotnējā masa un tās ķīmiskais sastāvs. Tas nozīmē, ka zvaigznes īpašības kādā momentā nosaka šie divi lielumi un zvaigznes vecums. Kā jau konstatējām, starp zvaigznēm, kas atrodas Saules apkārtnē, ir dažāda vecuma pārstāvji: gan galvenās secības zvaigznes, gan milži, gan baltie punduri. Iegūt kaut kādus norādījumus par zvaigžņu attīstības gaitu, pamatojoties uz Saules apkārt-

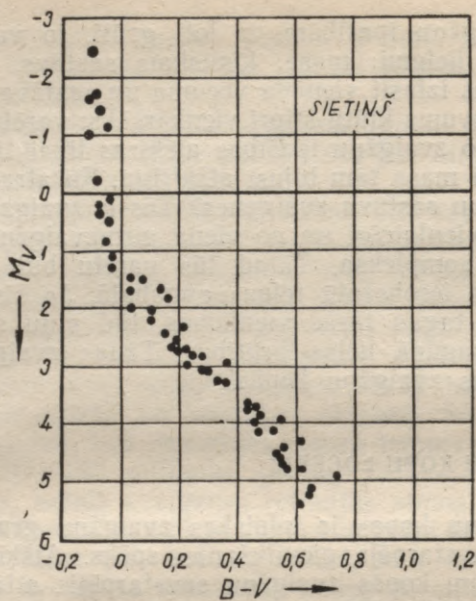


nes zvaigžņu īpašībām, ir ļoti grūti, jo variē visi noteicēji lielumi: masa, ķīmiskais sastāvs, vecums. Ja izdotos izlasīt vienāda vecuma un sastāva zvaigznes, uzdevums kļūtu stipri vienkāršāks: varētu apgalvot, ka šo zvaigžņu īpašības atšķiras tikai tāpēc, ka sākotnējā masa tām bijusi atšķirīga. Kā atrast viena vecuma un sastāva zvaigznes? Tās ir zvaigznes, kas radušās vienlaicīgi un no viena pirmzvaigžņu vielas mākoņu kompleksa. Tātad tās varētu būt radušās kopīgi un ierobežotā telpas apgabalā. Ja šīs zvaigznes vēl tagad turas vienkopus, tad viņu sameklēšana nesagādā lielas grūtības. Tādas zvaigznes ir atrodamas zvaigžņu kopās.

### ZVAIGŽŅU KOPU LOCEKĻI

Zvaigžņu kopas ir telpiskas zvaigžņu grupas, ko saista savstarpējs pievilkšanas spēks. Atšķirībā no asociācijām kopās zvaigžņu savstarpējie attālumi ir daudz mazāki. Tāpat kā zvaigžņu asociācijas, arī zvaigžņu kopas nevar rasties, apvienojoties atsevišķām zvaigznēm. Kopas locekļi katrā ziņā ir kopīgi radušies un, domājams, arī aptuveni vienā laikā.

Visiem pazīstamais Sietiņš jeb Plejādes ir viena no vaļējām jeb galaktiskām zvaigžņu kopām (sk. 29. att.). Vismaz 130 zvaigžņu te saista kopā gravitācijas spēks. Ir pamats domāt, ka Sietiņa kopas locekļiem ir vienāds vecums un sākumā bijis arī vienāds ķīmiskais sastāvs. Sietiņa zvaigznes tātad sākumā atšķīrušās tikai ar masu. Interesanti palūkoties, kādas tagad ir šo zvaigžņu īpašības. To visērtāk izdarīt, uzzīmējot Hercšprunga—Resela diagramu kopas zvaigznēm. Tā redzama 35. attēlā. Salīdzināsim šo diagramu ar Saulei tuvo zvaigžņu Hercšprunga—Resela diagramu (skat. 18. att.). Vispirms varam konstatēt, ka Sietiņā ir galvenās secības zvaigznes, pie tam vairāk ir zilo jaudīgo zvaigžņu, salīdzinot ar Saules apkārtni. Sietiņa diagramā punkti guļ šaurā, gandrīz līnijveida joslā, sakarība starp spektru (jeb krāsas indeksu) un starjaudu ir asi izteikta. Tas tāpēc, ka šo zvaigžņu īpašības atšķiras tikai sākotnējās

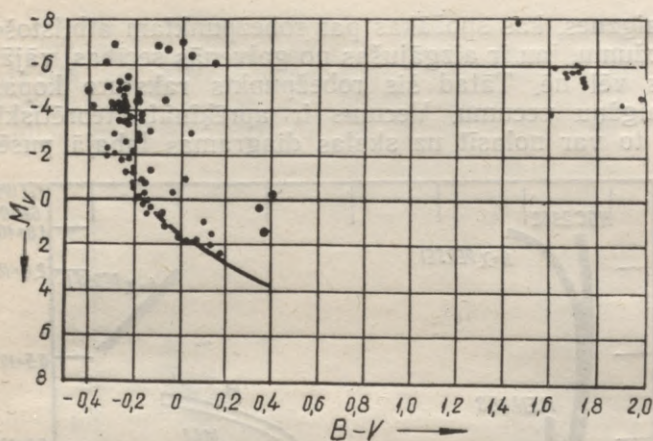


35. att. Krāsas un absolūtā spožuma diagrama Sietīņa zvaigznēm.

masas dēļ. Vēl viena svarīga pazīme, ka zvaigznei ar vislielāko starjaudu absolūtais lielums ir  $-2,5$  un krāsas indekss  $B-V = -0,1$ . Tā ir samērā karsta un jaudīga zvaigzne, un mēs jau zinām, ka šāda tipa zvaigznes ir visai jaunas — ap 20 miljonu gadu. Tā kā Sietīņa zvaigznes radušās kopīgi, tad arī pārējiem kopas locekļiem ir līdzīgs vecums.

36. attēlā ir līdzīga diagrama citai galaktiskai kopai, kas pazīstama ar nosaukumu Perseja h un  $\chi$ . Te galvenajā secībā ir vēl karstākas un jaudīgākas zvaigznes nekā Sietīņā: absolūtais lielums pat  $-7$ , krāsas indekss  $B-V = -0,4$ . Šīs zvaigznes ir vēl jaunākas nekā Sietīņa locekļi — ap 1 miljonu gadu. Raksturīgi, ka galvenās secības spožākās zvaigznes novirzījušās pa labi, tas saskan ar aprakstīto zvaigžņu attīstības gaitu. Diagramas labajā augšējā stūrī pārstāvētas aukstās sarkanās pārmilžu zvaigznes. Tās ir kopas zvaigznes, kam sākotnēji bijusi vis-





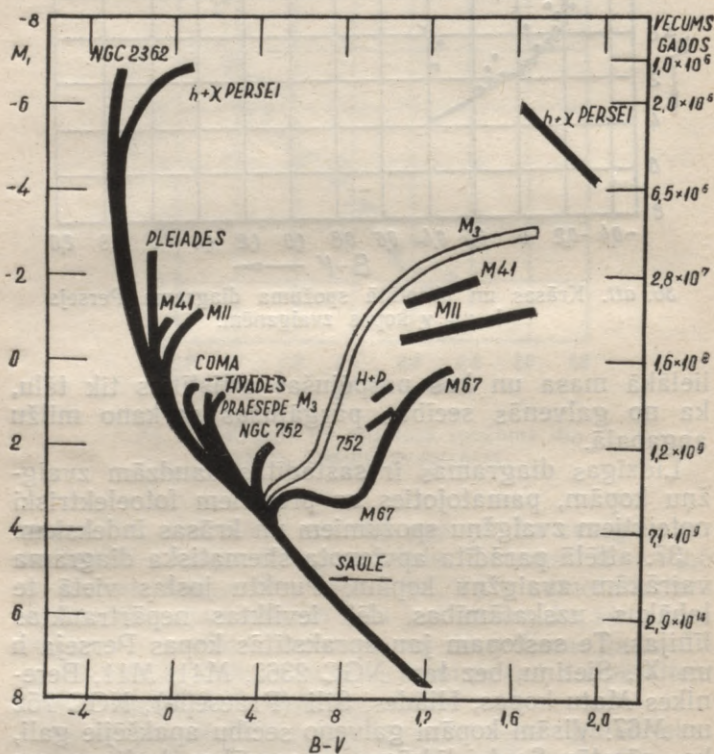
36. att. Krāsas un absolūtā spožuma diagrama Perseja h un  $\chi$  kopas zvaigznēm.

lielākā masa un kas paspējušas attīstīties tik tālu, ka no galvenās secības pārgājušas sarkano milžu apgabalā.

Līdzīgas diagramas ir sastādītas daudzām zvaigžņu kopām, pamatojoties uz precīziem fotoelektriski noteiktiem zvaigžņu spožumiem un krāsas indeksiem.

37. attēlā parādīta apvienota shematiska diagrama vairākām zvaigžņu kopām. Punktu joslas vietā te labākas uzskatāmības dēļ ievilkta nepārtrauktas līnijas. Te sastopam jau aprakstītās kopas Perseja h un  $\chi$ , Sietiņu, bez tam NGC 2362, M41, M11, Berenikes Matu kopas, Hiādes, Sili (Praesepe), NGC 752 un M67. Visām kopām galveno secību apakšējie gali, kas pārstāv Saulei līdzīgos un mazākos dzeltenos un sarkanos pundurus, sakrīt. Turpretī augšējie gali secībām ļoti atšķirīgi, tie it kā nolikti pa labi no apliecējas līnijas. Pēdējā attēlo nulles vecuma jeb sākotnējo galveno secību, uz kuras atrodas tikko dzimušās zvaigznes, t. i., tās, kurās nupat sākusies ūdeņraža degšana. Jo jaudīgāka un masīvāka ir zvaigzne, jo drīzāk tā aiziet no galvenās secības, vājākās un vieglākās zvaigznēs ūdeņradis deg lēnāk un zvaigznes ilgāk paliek uz galvenās secības. Zvaigžņu kopas galvenās secības augšējais gals ir kā robežpunkts;

zvaigznes, kas spožākas par robežpunktam atbilstošo spožumu, jau ir aizgājušas no galvenās secības, vājākās vēl nē. Tātad šis robežpunkts raksturo kopas zvaigžņu vecumu. Vecums ir aprēķināts teorētiski, un to var nolasīt uz skalas diagramas labajā pusē,

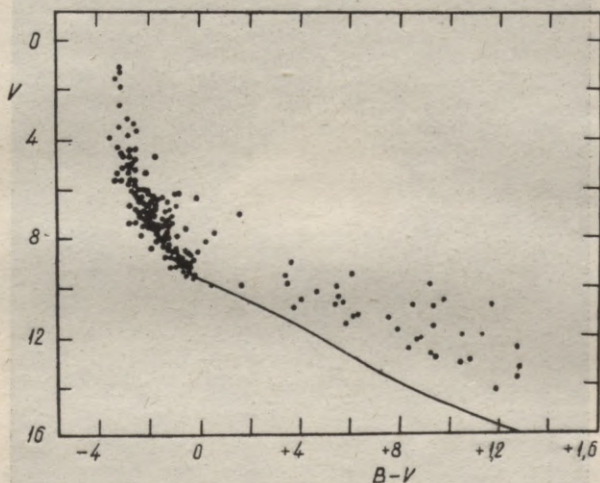


37. att. Vairāku zvaigžņu kopu shematiska diagrama.

velkot horizontālu līniju no galvenās secības augšgala. Tā atrodam, ka kopas NGC 2362 vecums ir 1 miljons gadu, bet kopas NGC 752 vecums tūkstošreiz lielāks. Pēdējā kopā visas zvaigznes, kas spožākas par absolūto lielumu +2, jau atstājušas galveno secību. Vēl vecāka ir kopa M67 — pieci miljardi gadu.



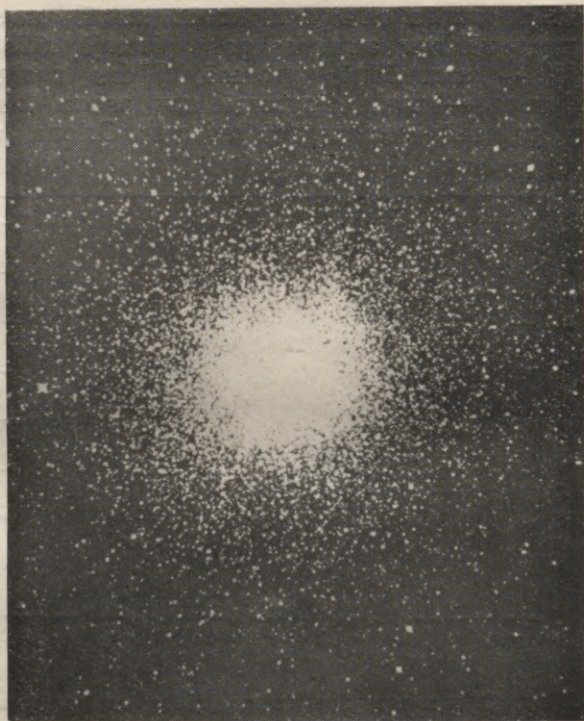
Sevišķi jaunās zvaigžņu kopās mazāk masīvās zvaigznes vēl var atrasties pašā pirmajā attīstības stadijā — saraušanās procesā. Tādas zvaigznes Hercšprunga—Resela diagramā atrodas pa labi no nulles galvenās secības, kā redzams Oriona kopas



38. att. Oriona zvaigžņu kopas krāsas un spožuma diagrama.

diagramā (38. att.). Šajās zvaigznēs ūdeņraža degšana vēl nav sākusies. Līdzīgas Hercšprunga—Resela diagramas ir atrastas vēl dažām zvaigžņu kopām.

Līdz šim apskatījām galaktisko zvaigžņu kopu diagramas. Pilnīgi atšķirīgas Hercšprunga—Resela diagramas ir lodveida zvaigžņu kopām. Lodveida kopas M3 diagrama parādīta 40. attēlā. Uz vertikālās skales te ir redzamais lielums ( $V$ ), nevis absolūtais kā iepriekšējos attēlos. Lodveida kopas diagramas apakšējā daļa atgādina vecās galaktiskās kopas M67 diagramu. Pašā apakšā pa kreisi uz augšu ejošais zars ir galvenās secības daļa. Tālāk tas pagriežas pa labi uz sarkano milžu apgabalu kā kopā M67. Schematiski kopas M3 diagrama iezīmēta arī 37. attēlā. Te skaidri redzams, ka sarkano milžu zars lodveida



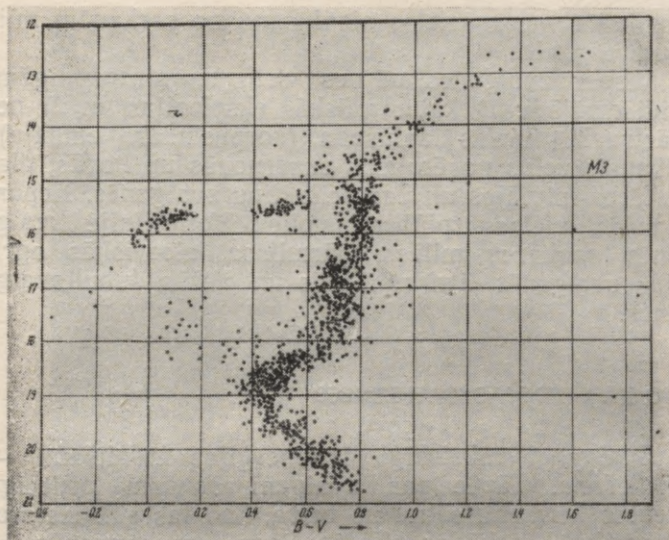
39. att. Lodveida kopa M13 Herkulesa zvaigznājā.

kopai pēc formas gan līdzīgs, bet nesakrīt ar kopas M67 attiecīgo secību. Ir pamats domāt, ka kopa M3 ir vismaz tikpat veca kā kopa M67, bet tās atšķiras zvaigžņu ķīmiskā sastāva ziņā.

#### VIELAS APMAIŅA STARP ZVAIGZNĒM UN STARPZVAIGŽŅU VIDĪ

Apskatītajā zvaigžņu attīstības gaitā pieņemts, ka zvaigznes masa ar vecumu praktiski nemainās. Tomēr ir iespējama vielas apmaiņa starp zvaigzni un starpzvaigžņu vidi, kuraj tā iet cauri.





40. att. Krāsas un spožuma diagrama lodveida kopas M3 zvaigznēm.

Masas pieaugšanu aplūko t. s. akrēcijas teorija. Izrādās, ka zvaigznes masas pieaugšana, pievienojot tai starpzvaigžņu mākoņu vielu, var notikt tad, kad zvaigzne attiecībā pret mākonī kustas ļoti lēni. Isteņībā ātruma atšķirības gandrīz vienmēr ir daudz lielākas. Tāpēc akrēcija, domājams, ir ļoti reti sastopama parādība.

Turpreti ievērojami masas zudumi, noņemot ārējo slāni, zināmā attīstības fazē notiek vairākiem zvaigžņu tipiem. Tomēr tas neattiecas uz galvenās secības fazi, vismaz vairumam zvaigžņu. Piemēram, Saulei pašreizējais masas zudums ir pilnīgi neievērojams, tāpat citām galvenās secības zvaigznēm, izņemot ļoti masīvās O un B spektra tipa zvaigznes. Spektroskopiski mērījumi liecina par ievērojama daudzumu masas izmešanu šiem atsevišķiem objektiem.

Sarkano milžu fazē masas izmešanai var būt mātāma nozīme to tālākajā evolūcijā. Patiešām, novēro-

jumi liecina par vielas aizplūšanu no sarkanām milžu zvaigznēm.

Vispār zvaigznes pārnēs vielu uz starpzvaigžņu vidi divējādi: 1) katastrofiskās eksplozijas un 2) nepārtrauktā vielas izplūšana (korpuskulārā emisija). Pirmais veids novērojams supernovās un novās, planētāros miglājos un dažu citu tipu zvaigznēs. Nepārtraukta vielas izplūšana notiek Volfa-Raijē zvaigznēs, sarkanos milžos, pārmilžos, atsevišķās agrā tipa zvaigznēs, ātri rotējošās un ciešās dubultzvaigznēs.

### NO KĀ VEIDOJAS ZVAIGZNES?

Zvaigznei raksturīga ir enerģijas izdalīšana — spīdēšana. Tāpēc par zvaigzni saucam attiecīgo debess ķermeni, sākot no brīža, kad tas sāk izstarot enerģiju. Bet kādas bija īpašības tam ķermenim — pirmzvaigznei, no kā izveidojās zvaigznes. Mēs zinām, ka bez zvaigznēm vēl pastāv izkliedētā viela miglāju un starpzvaigžņu vides veidā. Citas kosmisko ķermeņu formas līdz šim nav izdevies atklāt. Tas tomēr nenozīmē, ka nepastāv arī cita veida debess ķermeņi. Iespējams, ka viņi nedod nekādas ziņas par savu eksistenci vai arī mēs vēl neprotam tādas vēstis uztvert un atšifrēt. Tāpēc dabiski ir iedomāties, ka zvaigznes pirmsākums meklējams retinātajā starpzvaigžņu vidē. Ne velti, jau pēc Laplasa (Pierre Simon Laplace, 1749.—1827.) hipotezes, zvaigzne veidojas no miglāja. Kaut arī šodien nevar droši pateikt, kā zvaigznes veidojas, tomēr, salīdzinot ar Laplasa laikiem, astronomiskie novērojumi dod nesalīdzināmi bagātāku materiālu. Apskatīsim svarīgākos novērojumus, kas var palīdzēt atrisināt zvaigžņu veidošanās jautājumu.

Uz gaišo miglāju fona var atrast daudzus mazus, apaļus, blīvus miglājus jeb *globulas* (41. att.). Sevišķi daudz to ir Rozetes miglājā Vienradža zvaigznājā. Amerikāņu astronoms B. Boks (Bart J. Bok) vērsa vispārīgu uzmanību uz šiem objektiem, norādot, ka tās var būt pirmzvaigznes, kas veidojas,





41. att. Globulas Rozetes miglājā.

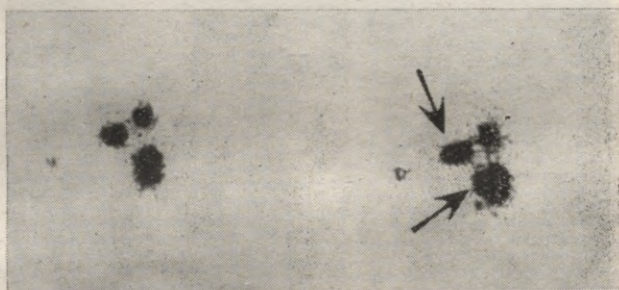
koncentrējoties starpzvaigžņu putekļiem. Viņš novērtēja šādas dažu globulu īpašības.

	I globula	II globula	„Ogļu maiss“
Diametrs (parsekos)	0,06	0,5	8
Blīvums ( $\text{g/cm}^3$ )	$1,3 \cdot 10^{-21}$	$5 \cdot 10^{-23}$	$3 \cdot 10^{-24}$
Minimālā masa (Saules masās)	0,002	0,05	13

Domājams, ka šīs globulas vēl arvien aug uz apkārtējās vides rēķina, pievilkšanas spēka dēļ.

*Herbiga—Haro* objekti ir niecīgi gaiši mezgli emisijas miglājos tajos debess apgabalos, kuros tiek spēcīgi absorbēta zvaigžņu gaisma. Daudz šādu objektu ir Oriona miglājā. Tiem ir zināms sakars ar T Tauri zvaigznēm, kuras, kā zināms, ir vēl saraušanās stadijā. Pēc V. Ambarcumjana domām, *Herbiga—Haro* objekti varētu būt T Tauri zvaigžņu attīstības agrāka stadija.

Interesantu novērojumu guvis G. Herbig. *Herbiga—Haro* objekta fotografija Oriona miglājā, kas uz-



42. att. *Herbiga—Haro* objekts Oriona zvaigznājā. Pirmais uzņēmums (pa kreisi) iegūts 1947. gadā, otrs 1954. gadā. Ar bultām norādīti divi zvaigžņveida objekti, kas parādījušies starplaikā starp pirmo un otro uzņēmumu.

ņemta 1954. gadā, rāda divus zvaigžņveida kodolus, kas nav atrodami 1946. un 1947. gada fotografijās (42. att.). Varbūt te atklāta zvaigžņu dzimšana? Tomēr grūti izskaidrot, kā 7 gados tik strauji varēja palielināties protozvaigžņu starjauka. To vismaz nevar izskaidrot ar gravitācijas saraušanās efektu.

Akadēmiķis V. Fesenkovs ar līdzstrādniekiem (Alma-Ata) atklājis *zvaigžņu ķēdītes*, kur, iespējams, notiek zvaigžņu veidošanās. Tādas ķēdītes atklātas Tikla miglājā Gulbja zvaigznājā un vairākos citos (43. att.). Uz miglāja šķiedras pavediena it kā pērles uzvērtas zvaigznes. Atsevišķu zvaigžņu attālums ķēdītē ir ap 0,1 parseku. Šāda ķēdīte nevar pastāvēt ilgi, jo Galaktikas gravitācijas spēks ātri izjauks tādu sakārtojumu. Tas rāda, ka šie veidojumi ir ļoti jauni.





43. att. Zvaigžņu ķēdītes Gulbja zvaigznājā.

Pašlaik valdošais uzskats ir, ka zvaigznes veidojas no aukstas gāzu un putekļu vides. Tā kā starp pēdējo un zvaigznēm blīvumu atšķirība ir ļoti liela, procesam jā sākas no vielas koncentrācijas. E. Ruskola (Maskavā) aprēķinājusi, ka tāds veidojums kā globula, kurai masa vairākas reizes pārsniedz Saules masu, tikai tai gadījumā sāks sarauties sava smaguma iespaidā, ja tās blīvums sākumā pārsniegs  $10^{-19}$  g/cm<sup>3</sup> jeb 10 000 atomu vienā cm<sup>3</sup>. Tā kā pat miglājos blīvums ir daudz mazāks, jāizskaidro, kā globulas var sasniegt šādu blīvumu. Viens no spēkiem te var būt gaismas spiediens, bet tas darbojas

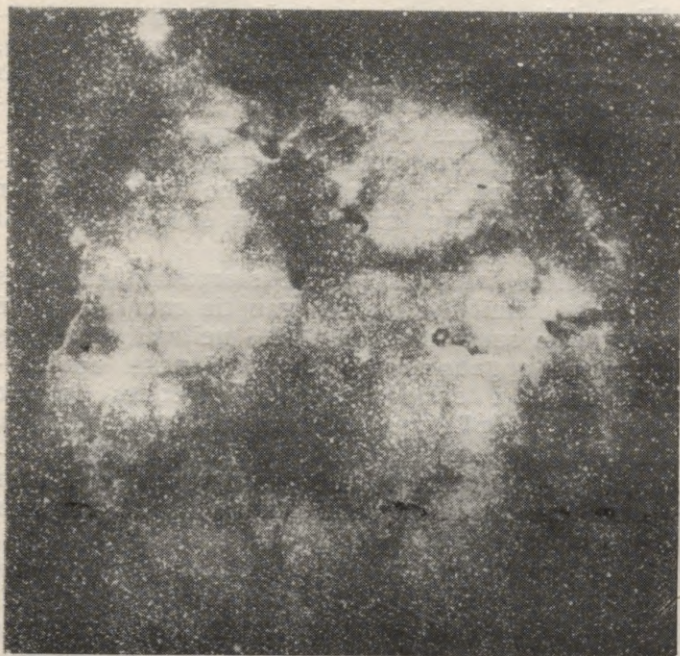
pārāk lēni. Citu iespēju atradis A. Lebedinskis (Maskavā).

Ja globula atrodas jonizētā gāzē, kur lielās temperatūras dēļ arī spiediens ir liels, salīdzinot ar globulas iekšējo spiedienu, tad spiediena spēks var saspiest globulu līdz diezgan lielumam.

Teoriju par zvaigžņu rašanos starpzvaigžņu vides un karstas zvaigznes jonizējošā starojuma iespaidā izveidojuši L. Birmans (L. Biermann), A. Šlīters (A. Schlüter), J. Orts (J. H. Oort) un L. Spīcers (L. Spitzer). Pēc šīs teorijas ir nepieciešams, lai sākumā būtu karsta O-tipa zvaigzne, kas saistīta ar lielu starpzvaigžņu mākoņu kompleksu.

Pieņem, ka piepeši rodas šī O zvaigzne mākoņa vidū, kas, protams, ir vienkāršojums. Jaundzimušā zvaigzne sāk jonizēt ūdeņradi tās apkārtnē. Jonizētajā apgabalā t. s. III sfērā temperatūra sasniedz 10 000 gradu, ārējā nejonizētā ūdeņraža apgabalā tā ir tikai ap 100°. Tāpēc arī spiediens jonizētā sfērā ir lielāks un karstā iekšējā masa izpletīsies, saspiežot apkārtējo auksto masu pie jonizācijas sfēras robežas. III sfēras gāzes blīvums samazināsies, tāpēc centrālās zvaigznes radiācija varēs iespieties arvien dziļāk mākonī un jonizēt jaunus gāzes slāņus, kas arī izpletīsies un turpinās dzīt uz priekšu apkārtējos aukstās gāzes slāņus. Izplešanās gaita nebūs visur un visu laiku vienmērīga, jo blīvums dažādās vietās ir dažāds. Blīvākās vietās jonizācija notiek lēnāk, tāpēc jonizācijas zona izplešoties apiet šos apgabalus un izveidojas ķīļiem līdzīgi tumšie ieslēgumi, ko sauc par ziloņu snuķiem (44. att.). Apkārtējās gaišās masas spiež uz snuķi no sāniem, tāpēc tas kļūst blīvāks un sadalās globulās. Karstā gāze spēj globulas saspiest diezgan ātri. Kad globulu blīvums palielināsies simtiem reižu, tad spiedieni līdzsvarosies. Globulas tālāku saraušanos sekmē divi apstākļi. Pirmkārt, globulas iekšējā daļa, kur nenokļūst zvaigžņu gaisma, atdziest, jo garo viļņu starojums, kas nāk no aukstās gāzes un putekļiem, var brīvi iziet laukā. Otrkārt, jonizējoties blīvai gāzei globulas virsējā kārtā, rodas tikpat blīva, bet karsta gāze, kur spiediens ir ievērojami liels. Un jo vairāk saspiesta globula, jo





44. att. Difūzais miglājs IC 1396 Cefeja zvaigznājā. Miglāja augšējā un labajā daļā redzami tumši no putekļiem un gāzes veidoti ieslēgumi, kurus it kā aptek spidošā gāze.

lielāks ir blīvums karstai gāzei, kas aizplūst no globulas, un globulas saspiešanās var turpināties. Beidzot globula sasniegs tādu blīvumu, ka tās gravitācija kļūst tik liela, ka spēs to saspiest vēl vairāk. Kad tā kļūs necaurspīdīga arī garo viļņu starojumam, sāks palielināties iekšējā temperatūra, līdz kamēr sāks darboties kodolreakcijas, par kurām jau bija runa iepriekš. Tad iestāsies līdzsvars, kvēlojošo gāzu spiediens no iekšienes būs tik liels, ka saraušanās izbeigsies un globula būs kļuvusi par zvaigzni. Ja globulas masa vairāk nekā 10 reizes pārsniedz Saules masu, tad izveidotā zvaigzne kļūs par balto milzi. Šīs jaunās zvaigznes savukārt varēs jonizēt gāzi, jonizācijas zona izplatīsies vēl tālāk un izveidosies atkal jaunas karstās zvaigznes.

Viena daļa no aukstās saspīestās gāzes masas jonizēties un kļūs par emisijas miglāju. Nejonizētā gāze, kas ietver III zonu, tiek paātrināta it kā raķete, jo no tās, virzienā uz centrālo zvaigzni, pakāpeniski aizplūst jonizētā gāzes daļa, un tā iegūst ātrumu 15—20 km/sek. Tāpēc izveidotās zvaigznes un miglāji saglabā šo ātrumu un dodas prom no centra. Tā var izskaidrot asociāciju izplešanos un emisijas miglāju izklišanu.

Šī hipoteze izskaidro, kāpēc starpzvaigžņu vides mākoņiem piemīt kustība, lai gan tie enerģiju zaudē savstarpējās sadursmēs. Sablīvētā neitrālā gāze, kas ietver III apgabalu, arī iegūst ātrumu ap 15—20 km/sek un sašķēloties un izplešoties izveido starpzvaigžņu mākoņus. Sākumā tie kustas ātri un, saduroties ar citiem, atdod tiem savu enerģiju, mākoņu ātrums samazinās un beidzot tie izklist. Tomēr daļa no tiem var atkal saplūst kopā, izveidojot lielus mākoņu kompleksus.

Apskatītā hipoteze izskaidro daudzas asociāciju un starpzvaigžņu vides īpašības, tomēr daži fakti ir pret-runā tai. Piemēram, saskaņā ar minēto, zvaigznes veidojas III sfēru malā, turpretī Oriona miglāja asociācijas jaunās zvaigznes atrodas jonizētā ūdeņraža apgabalā iekšpusē. Bez tam Trapeces tipa zvaigznes, kuras ir visjaunākās, atrodas asociāciju centrā, nevis malā, kā to prasa apskatītā hipoteze. Zvaigžņu veidošanās process nav tik vienkāršs.

Ambarcumjans uzskata, ka, nodarbojoties ar zvaigžņu veidošanās izpētīšanu, pirmām kārtām jānoskaidro, vai zvaigznes veidošanās no difūzās vides ir vienīgais iespējamais mehānisms, vai varbūt pastāv citi zvaigžņu rašanās ceļi.

Jau formulējot ideju par zvaigžņu asociācijām 1947. gadā, Ambarcumjans nāca ar šādu hipotezi: zvaigžņu asociācijas veidojas no ķermeņiem vai to sistēmām, kuru sākotnējais tilpums ir ļoti mazs. To diametrs katrā ziņā ir mazāks par 1 parseku. Saskaņā ar šo uzskatu sākotnējie ķermeņi (pirmzvaigznes) līdz šim laikam vai nu nav novēroti, vai arī nav identificēti ar kādu no jau zināmiem objektiem. Šis redzes viedoklis nedod nekādus norādījumus par



to, kā konkrēti veidojas zvaigznes, un jautājums paliek atklāts līdz tam laikam, kad būs sīki izpētītas asociāciju izplešanās visagrākās stadijas.

## DEBESS ĶERMEŅU ĶĪMISKAIS SASTĀVS UN TO ATTĪSTĪBA

Līdz ar astrospektroskopijas attīstību 19. gadsimta otrā pusē sākās arī Saules un zvaigžņu ķīmisko sastāvu kvalitatīva analīze. Salīdzinot Saules un zvaigžņu spektrus tieši ar laboratorijas spektru, identificēja visizplatītākos elementus un parādīja, ka Zemes un zvaigžņu sastāvs kvalitatīvi neatšķiras. Viens no šī perioda interesantākajiem notikumiem ir hēlija atklāšana uz Saules vēl tad, kad uz Zemes tas nebija atrasts. Hēlijam ir svarīga loma zvaigžņu fizikā un evolūcijā, jo tas ir ne vien kosmosā otrs visizplatītākais elements, bet arī zvaigžņu enerģijas ražošanu termisko kodolreakciju pārpalikums.

Tagad ir atrasti uz Saules, zvaigznēm un miglājiem gandrīz visi uz Zemes sastopamie elementi.

Visizplatītākie elementi kosmosā ir ūdeņradis un hēlijs; ūdeņradis atrodams visu zvaigžņu spektros no viskarstākajām līdz visaukstākajām.

Lai gan visumā zvaigžņu ķīmiskais sastāvs ir viennāds, nelielas dažu elementu daudzuma variācijas ir sastopamas. Pie zvaigznēm ar anomālu sastāvu pieder Volfa-Raijē zvaigznes un novas. Starp aukstajām zvaigznēm tādi tipi ar atšķirīgu sastāvu ir oglekļa zvaigznes un smago metālu zvaigznes.

Oglekļa zvaigznēm pieder R un N spektra tipu zvaigznes, ko pēdējā laikā apzīmē ar tipu C. Šo zvaigžņu spektros pārsvarā ir oglekļa savienojumi. Tā kā oglekļa te ir vairāk nekā skābekļa, tad viss skābeklis ir saistīts tvana gāzē (CO). Oglekļa attiecība pret skābekli variē no zvaigznes uz zvaigzni.

Smago metālu zvaigznēs ietilpst S tipa zvaigznes un t. s. bārija zvaigznes. S zvaigznes raksturīgas ar izcilām cirkonija oksīda (ZrO) joslām. S zvaigžņu atšķirības var izskaidrot ar smago metālu palielinātu daudzumu, salīdzinot ar M zvaigznēm.

Vispārsteidzošākais novērojamais fakts ir tehnēcija

līnijas atklāšana S zvaigznēs. Šī elementa pussabrukšanas periods nepārsniedz 300 000 gadu. Tāpēc tehnēcijam jau sen vajadzēja būt izzudušam, ja vienas no jauna nerodas zvaigžņu atmosfērās. Nav novērota neviena S zvaigzne, kam nebūtu tehnēcija līniju, un ir iespējams, ka S zvaigžņu dzīves laiks daudz neatšķiras no tehnēcijas dzīves laika. Tehnēcija ir atrasts arī N zvaigznēs. Skaidrs, ka līdz ar zvaigznes attīstību, ūdeņradim pārvēršoties hēlijā un citos smagākos elementos, jāizmainās zvaigznes ķīmiskajam sastāvam.

Vai mums ir kādi tieši spektroskopiski norādījumi, ka ūdeņraža degšana patiešām notiek zvaigznēs? Šādu jautājumu uzstāda pazīstamais amerikāņu astronoms O. Strūve. Ja analizē rezultātus, ko spektroskopisti ir ieguvuši par dažādu ķīmisko elementu daudzumu zvaigžņu atmosfērās, tad atklājas acīmredzamas nesaskaņas.

Tā kā Saule ir ap 5 miljardi gadu veca, varētu sagaidīt, ka manāma daļa no tās ūdeņraža krājuma jau ir pārvērsta hēlijā. Tomēr, ja salīdzina elementu daudzumu Saules atmosfērā un kādā gāzu miglājā līdzīgā tam, no kāda, varbūt, ir veidojusies Saule pirms 5 miljardiem gadu, tie mērījumu precizitātes robežās izrādās vienādi.

So rezultātu daļēji varētu izskaidrot ar to, ka Saule kā atomreaktors darbojas lēni. Varbūt, ka šai vecumā Saulei nav bijis pietiekami laika, lai pārvērstu ūdeņradi hēlijā. Bez tam hēlija ražošana izmaina tikai Saules centrālās daļas sastāvu un konvekcijas plūsmas Saules iekšienē ir pārāk lēnas, lai hēlijs sasniegtu virspusi.

Bet arī O un B tipu zvaigžņu atmosfēru sastāvs neatšķiras no miglāju sastāva, lai gan šais zvaigznēs enerģijas ražošana notiek 10 000 reizes ātrāk nekā Saulē un ūdeņradim tur jābūt vēl vairāk iztēretam. Jādomā, ka arī šais zvaigznēs vielas sajaukšanās ir par niecīgu, lai hēliju izmestu zvaigznes virspusē. Tas ir pārsteidzoši tāpēc, ka šīs ļoti jaudīgās zvaigznes ir visai nestabilas un to ārejos slāņos novērojamas spēcīgas gāzu plūsmas.

Ja sajaukšanās agro tipu galvenās secības zvaig-



znēs patiešām ir ļoti lēna, tad jāapskata ķīmiskais sastāvs vecās karstās zvaigznēs, no kurām ārējie slāņi ir noņemti un palikusi vienīgi serde, kas bagātināta ar hēliju uz ūdeņraža rēķina. Tādas zvaigznes raksturīgs piemērs ir aptumsuma maiņzvaigznes Liras  $\beta$  spožākā komponente.

No šī B8 tipa milža plūst gāzu straumes uz otru komponenti un tas zaudē masu ar ātrumu  $5 \cdot 10^{22}$  g/sek. Ja šāds process turpinās ilgi, zvaigznes ārējiem slāņiem jābūt izkliedētiem telpā un jāatklājas hēlija saturam, kāds pastāv iekšienē. Šīs zvaigznes kvantitatīvie spektroskopiskie mērījumi ir ļoti sarežģīti. Tomēr tie it kā liecina par palielinātu hēlija daudzumu, salīdzinot ar normālu atsevišķo zvaigžņu atmosfērām.

Arī galaktisko kopu karstie milži, kas jau ir mazliet novirzījušies no normālās galvenās secības pa labi, neuzrāda manāmu hēlija palielināšanos.

Tāpat apskatītās zvaigznes nedod pārliecinošus norādījumus, ka tajās notiek ūdeņraža degšana.

Ja pievērsamies visvecākām zināmām Galaktikas zvaigznēm, lodveida kopu locekļiem, pārsteidz cita divainība. Šais zvaigznēs ir nenormāli daudz ūdeņraža, salīdzinot ar metaliem. Šīs zvaigznes ir par aukstām, lai to spektros būtu novērojamas hēlija līnijas, tāpēc ūdeņraža un hēlija attiecība tieši nav nosakāma. Bet, ja ūdeņradis šo zvaigžņu atmosfērās būtu iztērēts, tad ūdeņraža un metālu attiecībai vajadzētu būt mazai, nevis lielai. Tā kā zinātnieki ir pārliecināti, ka zvaigznēs patiešām notiek ūdeņraža degšana, tad šo nesaskaņu izskaidro sekojoši: sākotnējā vidē, no kuras veidojušās lodveida kopu zvaigznes, ir bijusi daudz bagātāka ar ūdeņradi attiecībā pret metaliem nekā, piemēram, Orionā miglājs mūsu laikā.

Kā tad ir notikusi starpzvaigžņu vielas ķīmiskā sastāva maiņa? Zvaigžņu iekšienē ūdeņradis pārveidojas par hēliju un citiem smagākiem elementiem. Vissmagākie elementi var sintezēties katastrofālās zvaigznēs — supernovās, to eksplozijas laikā. Tā pakāpeniski zvaigžņu ķīmiskā sastāvā pieaug smago elementu daudzums un samazinās ūdeņradis. Bet daļa zvaigžņu vielas tiek izmesta un izkliedējas

starpzvaigžņu telpā. Domājams, ka daudzas zvaigznes zināmā attīstības stadijā nomet lielu daļu savas masas, pirms tās kļūst par baltiem punduriem. Tādējādi starpzvaigžņu vide nepārtraukti papildinās ar vielu, kas ir bagātināta ar hēliju un smagākiem elementiem.

Mēs jau zinām, ka mūsu sistēmas zvaigznes radušās dažādos laikos. Galaktikas pirmās paaudzes zvaigznes, iespējams, sākumā sastāvējušas tikai no ūdeņraža. Turpmāko paaudžu zvaigznes veidojās no starpzvaigžņu vides, kurā jau bija vairāk hēlija un citu elementu. Vislielākā loma vielas cirkulēšanā no starpzvaigžņu vides uz zvaigznēm un atpakaļ ir tām zvaigznēm, kurās ūdeņraža pārveidošana un pats zvaigznes attīstības process norit visstraujāk, proti, karstajiem milžiem. Tie karstie milži, kurus tagad novērojam, radušies samērā nesen, un tāpēc tajos jau pašā sākumā metālu bija vairāk nekā lodveida kopu zvaigznēs. Novērojumi rāda, ka patiešām dažās jaunajās zvaigznēs (Skorpīja  $\tau$ , Ķirzakas 10) ūdeņraža procents ir mazāks nekā vidējā kosmiskā ķīmiskā sastāvā (sk. 7. tab.). Pēc dažiem novērojumiem, smago elementu daudzums jaunās karstās zvaigznēs procentuāli 2 līdz 3 reizes lielāks nekā Saulē. Turpretī lodveida kopu zvaigznēs smago elementu sastāvs ir 10 līdz 20 reizes mazāks nekā Saulē. Tas ir netiešs norādījums, ka ūdeņradis zvaigznēs pārveidojas smagākajos elementos.

Ir atrastas dažas zvaigznes, kas savā attīstībā jau aizgājušas tik tālu, ka to atmosfērās praktiski nav ūdeņraža, bet nenormāli liels ir hēlija daudzums. Tāda zvaigzne ir, piemēram, karstais zempunduris HD 160641 (7. tabulas pēdējā ailē). Šādas tālu evolucionējušas karstās zvaigznes dod pirmo neapstrīdamo pierādījumu, ka ūdeņraža degšanas produkti ir saņieguši zvaigznes virsu.

Bez lodveida kopu zvaigznēm nenormāli mazs metālu daudzums konstatēts arī citu tipu zvaigznēm: zemmilžiem, Liras RR tipa maiņzvaigznēm, liela ātruma milžiem. Tas liecina, ka minēto tipu zvaigznes pieder pie Galaktikas iedzīvotāju vecākās paaudzes. Raksturīgi, ka visi šie objekti pieder Galak-



## Svarīgāko ķīmisko elementu daudzums debess ķermeņos

Elements	Vidējais kosmiskais %	Jaunās zvaigznēs %	Ļoti vecās karstās zvaigznēs %
Odeņradis . . . .	75,5	58,6	0
Hēlijs . . . . .	23,3	39,8	95,4
Ogleklis . . . . .	0,08	0,10	0,31
Slāpeklis . . . . .	0,17	0,17	0,47
Skābeklis . . . . .	0,65	0,48	0,75
Neons . . . . .	0,32	0,73	3,00
Silīcijs . . . . .	0,05	0,08	0,06

tikas sfēriskai sastāvdaļai: tie atrodas ne vien Piena Ceļa joslā, bet arī ļoti tālu no tās, pat pieci seši tūkstoši parseku no Galaktikas simetrijas plaknes.

Jaunās karstās zvaigznes, pārmilži, galaktiskās zvaigžņu kopas, kā arī starpzvaigžņu viela turpretī atrodas šaurā joslā ap Piena Ceļu un veido Galaktikas plakano sastāvdaļu. Šie objekti vecuma ziņā ir otra galējība: tā ir visjaunākā paaudze. Citi zvaigžņu tipi ieņem starpstāvokli gan vecuma, gan telpiskā izvietojuma ziņā.

Jaunās karstās zvaigznes, difūzie gāzu miglāji, kā arī neitrālais starpzvaigžņu telpas ūdeņradis Piena Ceļa joslā koncentrējas Galaktikas spirāļu zaros. Tas varētu būt viens no norādījumiem, ka zvaigznes veidojas no difūzās retinātās vielas. Tomēr šis fakts neizslēdz iespēju, ka miglāji, tāpat kā zvaigznes, veidojas no kādas mums līdz šim nezināmas matērijas formas. Akadēmiķis G. Šains (Г. А. Шайн, 1892.—1956.), kas daudzus gadus veltījis difūzo miglāju pētniecībai, secināja, ka karstās zvaigznes un difūzie emisijas miglāji veidojas kopīgi, iespējams, no aukstās gāzu un putekļu vides. Pašreizējā zinātnes attīstības stadijā jautājumu par zvaigžņu rašanos galīgi atrisināt nav iespējams. Vajadzīgi novērojumi, pie tam tādu objektu novērojumi, kuri savā attīstībā stāv vistuvāk zvaigžņu rašanās procesam. Top arvien jauni astronomiskie teleskopi, rodas jauna novērošanas tehnika, tāpēc nav šaubu, ka tiks atrisināta pilnīgi arī problēma par zvaigžņu un miglāju rašanos.

## SATURS

- I. Teleskops atklāj zvaigžņu pasaules ainu . . . . . 3
- Cik tālu līdz zvaigznēm? (3). Zvaigžņu attālumu mērījumi (4). Tuvākās zvaigznes (9). Zvaigžņu spožums (11). Zvaigžņu krāsa (15). Zvaigžņu temperatūra (18). Zvaigžņu gaismas analīze (20). Zvaigžņu klasifikācija (25). Cik lielas ir zvaigznes? (29). Zvaigžņu pāri (32). Hercšprunga—Resela diagrama (40). Baltie punduri (43). Telpa starp zvaigznēm (47). Zvaigžņu pasaules (48). Mūsu Galaktikas miglāji (50).
- II. Zvaigžņu dzīve . . . . . 60
- Kāpēc zvaigznes spīd? (60). Saules starojuma jauda (61). Zemes vecums (63). Atomenerģija zvaigznēs (64). Temperatūra 10 miljoni gradu (65). Ūdeņraža «degšana» zvaigznēs (68). Karstie milži (71). Zvaigžņu attīstības pētījumi (73). Zvaigžņu attīstības galvenie posmi (75). Zvaigžņu kopu locekļi (79). Vielas apmaiņa starp zvaigznēm un starpzvaigžņu vidi (85). No kā veidojas zvaigznes? (86). Debess ķermeņu ķīmiskais sastāvs un to attīstība (93).



A. Alksnis  
ZVAIGZNES UN MIGLĀJI

Vāku zīmējusi *A. Ozoliņa*  
Redaktore *R. Rozenberga*  
Tehn. redaktore *L. Kremera*  
Korektore *B. Kace*

Nodota salikšanai 1961. g. 1. septembrī. Parak-  
sīta iespiešanai 1961. g. 18. novembrī. Papīra  
formāts 84×108<sup>1</sup>/<sub>32</sub>, 6,25 liz. iespiedl.; 3,125 uzsk.  
iespiedl.; 4,9 izdevn. l. Metiens 2500 eks. JT  
24597. Maksā 15 kap.

Latvijas PSR Zinātņu akadēmijas izdevniecība  
Rīgā, Smilšu ielā Nr. 1

Iespiesta Latvijas PSR Kultūras ministrijas Po-  
ligrāfiskās rūpniecības pārvaldes 6. tipogrāfijā  
Rīgā, 17. jūnija laukumā Nr. 1. Pasūt. Nr. 3141a.

523.8

4323



LATVIJAS NACIONĀLĀ BIBLIOTĒKA



0309032037

0,15

LATVIJAS PSR ZINĀTŅU AKADEMIJAS  
IZDEVNIECĪBA