

отметить, что кривая лучевых скоростей Пласкетта получена им из небольшого количества наблюдений. Поэтому, на основе этой кривой, нельзя прийти к окончательному заключению об эллиптической форме орбиты.

Из решений кривых блеска системы *U* Змееносца мы пришли к выводу, что в главном минимуме затмевается большая звезда. Вторичный минимум, где затмевается малая звезда, шире главного. Если допустить, что орбита круговая, то различную ширину минимумов можно было бы объяснить влиянием атмосферной оболочки большого компонента, способного экранировать малую звезду во время вторичного минимума. Зависимость продолжительности минимума от длины волны не наблюдается, и размеры в фотографических лучах, правда, незначительно, но все же больше, чем в визуальных лучах. Надо отметить, что сопоставлением фотографической и визуальной кривых блеска *RX* Кассиопеи Гапошкин получил продолжительность затмения в визуальных лучах больше, чем в фотографических, а фотографические размеры звезд — меньше в фотографических лучах. Эти особенности в меньшей степени наблюдаются и в других системах. Все колориметрические данные об известных до сих пор звездах с обширными атмосферами касаются исключительно холодных звезд. Полученные же нами результаты относятся к горячей звезде (*B5*). Поэтому рождается мысль: не является ли причиной различия результатов то, что *U* Змееносца принадлежит к горячим звездам?

В заключение считаю своим приятным долгом выразить глубокую благодарность профессору Д. Я. Мартынову за руководство при выполнении настоящей работы, моему руководителю в аспирантуре В. Б. Никонову и директору Абастуманской астрофизической обсерватории Е. К. Харадзе за постоянную помощь и советы.

Май, 1947.

გვიანი სპექტრული კლასების (*G* და *K*) მკრთალი გარსკვლავების
 აბსოლუტურ სიდიდეთა განსაზღვრა საოპტიკური პრიზმით
 მიღებული სპექტრების საშუალებით*

ნ. კალანდიაძე

შესავალი. ცნობილია, რომ ვარსკვლავთ სპექტრების ანალიზის საფუძველზე შეგვიძლია განვსაზღვროთ ვარსკვლავთ აბსოლუტური სიდიდენი და, თუ განსაზღვრული გვაქვს ხილული სიდიდენიც, ადვილად გამოვითვლით ე. წ. სპექტრულ პარალაქსებს ელემენტარული ფორმულიდან:

$$M = m + 5 + 5 \lg \pi.$$

პარალაქსების განსაზღვრა უმნიშვნელოვანესი ამოცანაა თანადროულ ვარსკვლავთ ასტრონომიაში, რომელიც მოითხოვს როგორც ამ განსაზღვრათა დიდ რაოდენობას, ისე მათ მაღალ სიზუსტეს.

ტრიგონომეტრიული პარალაქსების განსაზღვრა წარმოადგენს თანადროული ასტრონომიის სრულქმნილ დარგს, რომელიც დიდად განვითარებული პრაქტიკული ხერხებით სარგებლობს. მაგრამ ტრიგონომეტრიული პარალაქსების მეთოდი, როგორც ცნობილია, დიდი მანძილებისათვის არ ვარგა, რამაც გამოიწვია ახალი, უფრო შორი მანძილებისათვის გამოსადეგი ხერხების ძიება.

ადამსმა (Adams) და კოლშუტერმა (Kohlschütter) აღმოაჩინეს მეთოდი ვარსკვლავთ აბსოლუტური სიდიდეების განსაზღვრისა მათი სპექტრების მიხედვით. ეს აღმოჩენა იყო გამოყენებული ვარსკვლავთ პარალაქსების გამოსათვლელად. მეთოდის ღირებულება იმაშია, რომ იგი საშუალებას გვაძლევს განვსაზღვროთ მანძილები 3000 სინათლის წლამდე და უფრო მეტიც.

თუ ტრიგონომეტრიული პარალაქსების შემთხვევაში განსაზღვრის ალბათი შეცდომა ტოლია 0.009 -ისა, არ იცვლება პარალაქსის ცვლილებასთან ერთად და ამიტომ მხოლოდ დიდი პარალაქსები (მცირე მანძილები) განისაზღვრება სანდოდ, — სპექტრული პარალაქსების შემთხვევაში აბსოლუტური სიდიდის განსაზღვრის ალბათი შეცდომა შეადგენს ± 0.27 (მაგალითად, მთა ვილსონის ობსერვატორიაში 1935 წელს) და ზემოთ მოყვანილი ფორმულის გაწარმოებით $\frac{d\pi}{\pi}$ -სათვის მივიღებთ 0.12 -ს, ე. ი. პარალაქსის განსაზღვრის ცდომილება

$\pm 12\%$ -ია ყოველთვის, როგორც არ უნდა იყოს მანძილი. მაგალითად, პარალაქსის 0.005 ცდომილება ± 0.0006 -ია. ამაშია პარალაქსების განსაზღვრის სპექტრული მეთოდის უპირატესობა და ამ ფაქტმა უზრუნველყო ამ მეთოდის ფართო გამოყენება. ადამსისა და კოლშუტერის აღმოჩენა იმაში მდგომარეობდა, რომ ერთისა და იმავე სპექტრული კლასის ზოგიერთი სპექტრული

* ნაშრომი წარმოადგენს ავტორის საკანდიდატო დისერტაციის შემოკლებულ გადმოცემას.

ხაზის ინტენსივობა ვარსკვლავის აბსოლუტურ სიდიდეზე ყოფილა დამოკიდებული. უნდა გვახსოვდეს, რომ ამ აღმოჩენას წინ უძღოდა ჰერცშპრუნგის (Hertzsprung) ჯერ კიდევ 1905 და 1906 წლების დასკვნები გვიანი სპექტრული ტიპის ვარსკვლავთა ორ ჯგუფად — გიგანტ და ჯუჯა ვარსკვლავებად — გაყოფაზე და სტრონციუმის ხაზის λ 4077 ინტენსივობის კავშირზე აბსოლუტურ სიდიდესთან. შემდგომ ნახული იყო რამდენიმე ისეთი ხაზი, რომლების ინტენსივობა დამოკიდებული აღმოჩნდა აბსოლუტურ სიდიდეზე. პარალაქსების განსაზღვრას სპექტრულ მეთოდში უმნიშვნელოვანესია საინტერპოლო, ანუ სარედუქციო მრუდების აგება, რომელნიც გვაძლევენ დამოკიდებულებას აბსოლუტურ სიდიდეთა და ხაზების ინტენსივობის ფარდობათა შორის. სარედუქციო მრუდების აგებისას ბაზისად ტრიგონომეტრიული პარალაქსები იხმარება. მეთოდის მნიშვნელოვანი მხარეა აკრეთვე სათანადო შერჩევა ხაზებისა, რომელთა ინტენსივობათა ფარდობა აბსოლუტური სიდიდის კრიტერიუმად ჩაითვლება.

მთავარ სამუშაოთა მოკლე მიმოხილვა. სპექტრული აბსოლუტური სიდიდეების განსაზღვრა სხვადასხვა ობსერვატორიაში და სხვადასხვა ავტორს შეუსრულებია. ამ დარგის სამუშაოები შეგვიძლია სამ კატეგორიად დავყოთ.

ა) სპექტრული ხაზების ინტენსივობათა მიხედვით შესრულებული განსაზღვრანი, გამოყენებულნი *F*-დან *M*-კლასამდე ვარსკვლავების მიმართ. ამათ საფუძველზე შედგენილია 9 სხვადასხვა კატალოგი, რომელნიც შეიცავენ 8593 ვარსკვლავის სპექტრულ აბსოლუტურ სიდიდეს.

ბ) სპექტრული ხაზების ხასიათის მეთოდი, გამოყენებული *B* და *A* ტიპის ვარსკვლავებისათვის. შედგენილია 3719 ვარსკვლავის აბსოლუტურ სიდიდეთა კატალოგები.

გ) მეთოდები, სპეციალურად დამუშავებულნი საობიექტივო პრიზმით მიღებული სპექტროგრამების გამოსაყენებლად. თუმცა ამ უკანასკნელთა სიზუსტე ნაკლებია, ვიდრე ა) და ბ) მეთოდებისა, რომელნიც ჭკრიტიანი სპექტროგრაფით მიღებულ სპექტრებს ემყარებიან, მათი მნიშვნელობა მაინც განსაკუთრებით დიდია, რამდენადაც საშუალებას გვაძლევენ განსაზღვრები მასობრივად ვაწარმოოთ და მკრთალი ვარსკვლავებისათვის. ამ მეთოდებით განსაზღვრულია 13026 ვარსკვლავის სპექტრული პარალაქსები, რომელთაც მოიცავს 26-მდე სხვადასხვა კატალოგი.

ადამსი და კოლშუტერი¹ მთა ვილსონის ობსერვატორიაში ეყრდნობოდნენ შემდეგი ხაზების ინტენსივობათა ფარდობას: $\frac{\lambda 4215}{\lambda 4250}$; $\frac{4455}{4462}$; $\frac{4455}{4495}$; $\frac{4395}{4415}$; $\frac{4408}{4415}$. ინტენსივობას აფასებდნენ თვალთ, პირობითი ათსაფეხურიანი სკალით. სარედუქციო მრუდებს, ბუნებრივია, აგებდნენ ისეთი ვარსკვლავების მიხედვით, რომელთა მანძილები სანდოდ იყო განსაზღვრული ტრიგონომეტრიული მეთოდით. ადამსმა და ჯოიმ² (Joy) 1917 წელს გამოაქვეყნეს 500 ვარსკვლავის სპექტრული პარალაქსი. ამათგან 360-ს ჰქონდა განსაზღვრული ტრიგონომეტრიული პარალაქსი. საშუალო გადახრა სპექტრულ-

სა და ტრიგონომეტრიულ პარალაქსებს შორის აღმოჩნდა ± 0.024 . უფრო გვიან, სახელდობრ 1921 წელს, მათ გამოაქვეყნეს კიდევ ახალი კატალოგი³, რომელშიაც განსაზღვრათა ალბათი ცდომილება ტოლი იყო ± 0.04 -ისა აბსოლუტური სიდიდეებით და $\pm 20\%$ -ისა პარალაქსის სიდიდეში. მათ თითქმის მაშინვე შეადგინეს *A* და *B* ტიპის რვაასზე მეტი ვარსკვლავის პარალაქსების კატალოგი⁴. უფრო გვიან იმავე ავტორებმა ჰიუმასონთან (Humason) ერთად გამოაქვეყნეს *M* ტიპის ვარსკვლავების პარალაქსები⁵.

ათი წლით გვიან იმავე ავტორებმა და ბრაიტონმა (Brayton) გამოსცეს ახალი კატალოგი, რომელიც შეიცავდა *A*-დან *M* ტიპამდე 4179 ვარსკვლავის სპექტრულ პარალაქსებს⁶. ტრიგონომეტრიულ პარალაქსებთან შედარებით გამოირკვა, რომ ალბათი ცდომილება აბსოლუტური სიდიდის ერთი განსაზღვრისა ± 0.027 -ია, ე. ი. პარალაქსის $\pm 12\%$. ყველა ჩამოთვლილი საშუალო შესრულებული იყო მთა ვილსონის ობსერვატორიაში.

ცნობილია აბსოლუტურ სიდიდეთა განსაზღვრანი, შესრულებულნი იერკსის ობსერვატორიაში⁷, ნორმან ლოკიერის ობსერვატორიაში^{8,9,10} და ვიქტორიას ობსერვატორიაში¹¹, სადაც აბსოლუტური სიდიდის განსაზღვრის ალბათური შეცდომა ± 0.07 და ± 0.04 -ის ფარგლებში იყო. სპექტრული პარალაქსების განსაზღვრის მიზნით საობიექტივო პრიზმის გამოყენების შესაძლებლობა პირველად აღნიშნული და შემოწმებული იყო ჰარვარდის ობსერვატორიაში^{12,13,14} ჰარვარდის სამუშაო განვითარებას მიღწია ჰოფლეიტის (D. Hoffleit) შრომებში;^{15,16} თუმცა ხაზების ინტენსივობათა შეფასება კვლავ თვალთ წარმოებდა, სამაგიეროდ სარედუქციო მრუდების აგებას განსაკუთრებული ყურადღება მიექცა. ამ მრუდებს სამი გზით აგებდნენ: 1) მთა ვილსონის ობსერვატორიაში მიღებულ აბსოლუტურ სიდიდეებთან შედარებით, 2) ტრიგონომეტრიული პარალაქსების გამოყენებით და 3) საკუთარ მოძრაობათა საფუძველზე გამოთვლილ აბსოლუტურ სიდიდეებთან შედარებით. 1937 წლის კატალოგში ჰოფლეიტს ალბათური ცდომილება ჰქონდა მხოლოდ ± 0.015 .

ყურადღების ღირსია უპსალას ობსერვატორიაში შესრულებული სამუშაოები ამ დარგში.^{17,18} აქაც მცირე დისპერსიის სპექტროგრამები იყო გამოყენებული (საობიექტივო პრიზმა გარდამტეხი კუთხით 9.7° ; სიგრძივი დისპერსია: 264 \AA მილიმეტრში). აბსოლუტურ სიდიდეებს განსაზღვრავენ უწყვეტი სპექტრის უბნების ($\lambda 4144-4184$ და $\lambda 4227-4272$) ინტენსივობათა ფარდობით. არსებითად ეს იძლეოდა ციანის ზოლის ინტენსივობის ფარდობას უწყვეტ სპექტრთან. ინტენსივობათა გაზომვის ხერხი მრავალი და სხვადასხვა ექსპოზიციით მიღებული სპექტრის ფოტომეტრიულ შედარებას ემყარებოდა. ამ მეთოდით (მას „ციანის კრიტერიუმი“ ეწოდება) აბსოლუტური სიდიდის განსაზღვრის ალბათი ცდომილება $\pm 0.08-0.09$ აღმოჩნდა. ციანის კრიტერიუმი შემდგომაც იქნა გამოყენებული¹⁹.

5. აბასთ. ასტროფ. ობს. ბიულ., № 10

პროფესორ პ. პარენაგოს მიერ შედგენილი საბარათო კატალოგის²⁰ მიხედვით, განსაზღვრული სპექტრული აბსოლუტური სიდიდეების რიცხვი ამჟამად 25338-ს აღწევს.

შესრულებულმა ნაშრომებმა და გამოქვეყნებულმა კატალოგებმა, მიუხედავად მათი ზოგიერთი ნაკლისა*, სრულიად დაადასტურა აბსოლუტურ სიდიდეთა განსაზღვრისათვის სპექტრული მეთოდის გამოყენების მიზანშეწონილობა, განსაკუთრებით საობიექტივო პრიზმის მოხმარებით, რაც მკრთალი ვარსკვლავების სპექტრული პარალაქსების მასობრივ განსაზღვრას უზრუნველყოფს.

ვარსკვლავთ სპექტრების ექსპერიმენტული მონაცემების თეორიული ინტერპრეტაციის შესახებ. ვარსკვლავთ სპექტრების სხვადასხვაობის ახსნა-განმარტებას იონიზაციის თეორია იძლევა. უკანასკნელი შესაძლებელს ხდის შევისწავლოთ შთანთქმის ხაზების ვითარება ვარსკვლავის ფოტოსფეროში ეფექტურ ტემპერატურასა და სიმძიმის ძალის აჩქარებაზე დამოკიდებით. ეს თეორია იმ ფაქტიდან გამომდინარეობს, რომ ვარსკვლავის სპექტრი ძირითადად დამოკიდებულია ორ პარამეტრზე: 1) ეფექტურ ტემპერატურაზე, რომელსაც განსაზღვრავს ვარსკვლავის ზედაპირის ერთეულიდან დროის ერთ წამში გამოფრქვეული ენერგია და 2) სიმძიმის ძალის დაძაბულობაზე, რომელიც ვარსკვლავის ატმოსფეროს ფიზიკურ მდგომარეობას (წნევა, სიმკვრივე) ახასიათებს. ამგვარად, ფიზიკური მახასიათებელი—ენერგია, ეფექტური ტემპერატურა და სიმძიმის ძალის აჩქარება—სავსებით აპირობებენ სპექტრის ცვლილებას და სპექტრული ხაზების ქცევას ერთი ვარსკვლავიდან მეორე, განსხვავებულ ვარსკვლავზე გადასვლისას. თავის მხრით, ვარსკვლავთ სპექტრების დეტალური გამოკვლევა საშუალებას გვაძლევს გამოვიცნოთ ვარსკვლავთ ატმოსფეროში მიმდინარე პროცესები. კარგად ცნობილია ის ელემენტარული ფაქტი, რომ სპექტრების სხვადასხვაობა გამოხატავს არა ვარსკვლავთ ქიმიური შედგენილობის სხვადასხვაობას (ყველა ვარსკვლავის ქიმიური შედგენილობა ძირითადად უცვლელია), არამედ—სპექტრული ხაზების წარმომქმნელი ნივთიერების ატომების აღგზნებისა და იონიზაციის მდგომარეობის სხვადასხვაობას. უკანასკნელი კი ვარსკვლავის ატმოსფეროს ტემპერატურასა და წნევაზეა დამოკიდებული. აღგზნების მაღალი პოტენციალის მქონე ატომები აღგზნების სათანადო მდგომარეობას მაღალ ტემპერატურაზე აღწევენ. სიმკვრივის შემცირება აძლიერებს იონიზაციას. თვით სიმკვრივე, ანუ წნევა, ვარსკვლავის ფოტოსფეროს ზემოდან სიმძიმის ძალის აჩქარებაზეა დამოკიდებული. იონიზაციის ელემენტური თეორიის²¹ მიხედვით, იონიზაციის მდგომარეობა ვარსკვლავთ ატმოსფეროში ძირითადად მხოლოდ ტემპერატურით არის დაპირობებული. პირველად ასეთი თეორია ჩვენი საუკუნის მეოცე წლებში დამუშავდა.^{22, 23} იგი გულისხმობდა, რომ პარციალური ელექტრონული წნევა ყველა ვარსკვლავის ატმოსფეროში მუდმივია. სინამდვილეში აღმოჩნდა, რომ იგი საგრძნობლად იცვლება სხვადასხვა ვარსკვლავის

* შესრულებულ სამუშაოთა დაწვრილებითი კრიტიკული მიმოხილვა იხ. ავტორის ხელნაწერ საკანდიდატო დისერტაციაში, რომელიც აბასთუმნის ობსერვატორიის ბიბლიოთეკაში ინახება (გვ. გვ. 8—19).

შემბრუნებელ ფენაში. მისი მნიშვნელობა ატმოსფეროში სიმაღლეზედაც არის დამოკიდებული და ტემპერატურასა და სიმძიმის ძალის აჩქარებაზედაც.

შემდგომ საჭირო შეიქნა საკითხის ამ მხარის დამუშავებაც და იმის გამოკვლევა, თუ როგორ იცვლება შთანთქმის ხაზების ინტენსივობა სიმძიმის ძალის აჩქარებაზე დამოკიდებით.^{24, 25, 26} ჯუჯა ვარსკვლავებიდან გიგანტებზე გადასვლისას სიმძიმის ძალის აჩქარება კლებულობს. თეორიიდან გამომდინარეობს, რომ ამავე დროს უნდა გაიზარდოს როგორც ნეიტრალური, ისე აგრეთვე იონიზებული ატომების რიცხვი და უნდა გაიზარდოს იონიზაციის ხარისხიც. ამიტომ აბსოლუტური სიდიდის ზრდასთან ერთად სპექტრში უნდა ხდებოდეს ნეიტრალური და განსაკუთრებით იონიზებული ატომების შესაბამი შთანთქმის ხაზების გაძლიერება. თეორიულად მიღებულ შედეგებთან კარგ თვისობრივ თანხმობაშია დაკვირვების მონაცემები, თუმცა რაოდენობრივად თეორია სინამდვილესთან შედარებით ნაკლებ ეფექტს მიუთითებს. თეორია მიუხედავად მისი დიდი განვითარებისა და კარგი დამუშავებისა, უთუოდ მოითხოვს შესწორებებსა და დაზუსტებას, რაც მკაფიოდ არის აღნიშნული საბჭოთა ასტრონომის ე. მუსტელი²⁷ მიერ, რომელიც ამავე დროს ამგვარი დაზუსტების გზებსაც იძლევა. კერძოდ, იგი მიუთითებს იმას, რომ ვარსკვლავის ატმოსფეროს გარკვეულ წერტილში იონიზაცია ეფექტური ტემპერატურით კი არ უნდა იყოს დაპირობებული, არამედ ლოკალური ტემპერატურით. ასეა თუ ისე, აბსოლუტური სიდიდის ეფექტი ვარსკვლავის სპექტრზე კარგად გამოვლინებული მოვლენაა და თეორია სავსებით აშართლებს ვარსკვლავთ აბსოლუტური სიდიდეების განსაზღვრის სპექტრულ მეთოდს*.

ჩვენი სამუშაოს მიზანი და გეგმა. ჩვენ მიზნად დავისახეთ წამოგვეწყო მკრთალი ვარსკვლავების აბსოლუტური სიდიდეების განსაზღვრა საობიექტივო პრიზმით მიღებული სპექტრების საშუალებით. ჩვენ წინ იყო ამოცანა გამოგვეყენებინა უკვე ცნობილი, მაგრამ ჩვენი ობსერვატორიის შესაძლებლობებთან შეფარდებით სახეცვლილი მეთოდები. ამავე დროს უნდა შეგვეჩინა გამოუცდელი და გამოუყენებელი კრიტერიუმებიც და გამოგვეშეაყენა მისალის გაზომვა-გამოთვლის მეთოდიკა. დასასრულ განზრახული გვქონდა კაპტეინის არეებში მოთავსებული G და K ტიპის რამდენიმე ათეული მკრთალი ვარსკვლავის სპექტრული აბსოლუტური სიდიდეების საცდელი განსაზღვრაც.

ეს ამოცანა პირველ რიგში იმას მოითხოვდა, რომ მიგვეღო სანდო სარედუქციო მრუდები. რამდენადაც ასეთი სამუშაო პირველად ხორციელდებოდა ჩვენი ობსერვატორიის პირობებში (და, სავსებით, საბჭოთა კავშირში), იმდენად აუცილებელი იყო მისი ეფექტურობისა და შედეგების შესაძლო სიზუსტის საკითხის გამოკვლევა.

ამ ამოცანების გადასაწყვეტად შემდეგი გეგმა ვარჩიეთ:

ა) გამოგვეკვლია საობიექტივო პრიზმა, რომლითაც უნდა მიგვეღო ექსპერიმენტული მასალა;

* უფრო დაწვრილებით იონიზაციის თეორია ჩვენს ხელნაწერ დისერტაციაში გვაქვს გადმოცემული ძირითადად ე. ა მ ბ ა რ ც უ მ ი ა ნ ი ს მიხედვით²¹.

ბ) ამოგვეჩია სტანდარტული ვარსკვლავები, რომელთა კარგად განსაზღვრული ტრიგონომეტრიული პარალაქსები ცნობილია და, მაშასადამე, გამოსადევია სანდო სარედუქციო მრუდების ასაგებად;

გ) შეგვეჩია ფოტოგრაფიული მასალის გაზომვა-დამუშავების მეთოდები;

დ) მიგველო დასაშვები მასალა და გამოგვეყვანა რამდენიმე ათეული ვარსკვლავის აბსოლუტური სიდიდენი.

დასაშვები აპარატურა და ფოტოგრაფიული მასალა. ექსპერიმენტული მასალა (სპექტროგრამები) მივიღეთ აბსოლუტური ობსერვატორიის 16"-რეფრაქტორზე მორგებული ერთ-ერთი 8" კამერისა (№ 2) და მასთან კომბინაციაში ხმარებული საობიექტივო პრიზმის საშუალებით. 8" კამერის შუქძალა 1:5-ია. პრიზმის გარდამტეხი კუთხე ტოლია 16°-ისა.

საობიექტივო პრიზმის გადახრის კუთხე ტოლია 10°30'-ისა. პრიზმა დადგმულია კამერაზე ისე, რომ სპექტრი იშლება დახრილობის მიმართულღებით. ამიტომ ფოტოგრაფირების დროს გვიხდებოდა ტელესკოპის მილის დახრა დახრილობის მიმართულღებით 10°30'-ით, გადასაღები უზნის ცენტრიდან ზევით ან ქვევით ინსტრუმენტის მდებარეობის მიხედვით. ცენტრალური მილის მერიდიანის აღმოსავლეთით მდებარეობისას, გადახრას ვიღებდით დადებითი ნიშნით და, პირიქით, როცა მილი მერიდიანიდან დასავლეთით მდებარეობდა — უარყოფითი ნიშნით. ასე თუ ისე, მიყოლება ცენტრალურ მილში წარმოებდა უზნის ცენტრიდან 10°30'-ით დაშორებული ვარსკვლავის მიხედვით.

ვინაიდან ვარსკვლავის სპექტრი ფირფიტაზე დახრილობის მიმართულღებით იშლებოდა, სპექტრის გაგანიერებას ვაწარმოებდით პირდაპირი აღვლენის მიმართულღებით, საშუალოდ 0.6—0.7 მილიმეტრით. სპექტრის გაგანიერება მიღწეული იყო ტელესკოპის საათიერი მექანიზმის სვლის შენელებით. მექანიზმის ზუსტი რეგულირებით ტელესკოპის მილი თანაბრად მოძრაობდა მთელი დაკვირვების პროცესში, რის შედეგად მიღწეული იყო სპექტრის თანაბარი გაშვებულობა, ანუ თანაბარი სიმკვრივე მთელ სიგანეზე.

მიუხედავად იმისა, რომ სპექტრის გაგანიერების მიზნით მუდამ ვახორციელებდით ვარსკვლავის გავლას გიდში ოკულარის მიკრომეტრის ორ ძაფს შორის, ფირფიტაზე სპექტრის სიგანე სხვადასხვა გამოდიოდა სხვადასხვა შემთხვევაში. სიგანე იცვლებოდა, ერთი მხრით, ინსტრუმენტის მერიდიანის მიმართ მდებარეობაზე დამოკიდებით და, მეორე მხრით, ვარსკვლავის დახრილობის მიხედვით. ეს მით აიხსნება, რომ დღელამური პარალელის ერთსა და იმავე კუთხურ სიდიდეს — ეკვატორიდან პოლუსისაკენ გადასვლის დროს — სხვადასხვა ხაზოვანი სიდიდე შეესაბამება კამერისა და გიდის ფოკუსში. მაგალითად, ეკვატორის ერთგრადუსიან რკალს კამერის ფოკუსში შეესაბამება 17.82 მილიმეტრი, ხოლო გიდის ცენტრში — 122.40 მმ. როცა გადავიდვართ ეკვატორიდან პოლუსისაკენ, 1°-სს, საათიერი კუთხის გასწვრივ, სხვადასხვა სიგანეზე შეესაბამება კამერისა და გიდში 17.82 cos δ და 122.40 cos δ, შესაბამისად. როცა კამერა და გიდი მიმართულია ცის ერთისა და იმავე უზნისაკენ, მასშტაბების ფარდობა მუდმივი რჩება:

$$\frac{17.82 \cos \delta}{122.40 \cos \delta} = 0.146.$$

მაგრამ ვინაიდან საობიექტივო პრიზმით ფოტოგრაფირების შემთხვევაში ინსტრუმენტი უნდა დაიხაროს არის ცენტრიდან სათანადო გადახრის კუთხით, ე. ი. ჩვენს შემთხვევაში ±10°30'-ით, 1°-ის რკალის შესაბამისი ხაზოვანი მასშტაბების ფარდობა შეიცვლება, ვინაიდან cos δ-ს მნიშვნელობა სხვადასხვა იქნება კამერისა და გიდისათვის, ამიტომ გვექნება:

$$\frac{17.82 \cos \delta}{122.40 \cos \delta_1}$$

სადაც δ არის დახრილობა უზნისა, რომლის სპექტროფოტოგრაფირება წარმოებს კამერით, ხოლო δ₁ მისაყოლებელი ვარსკვლავის დახრილობაა.

როცა δ₁ = δ + 10°30', უკანასკნელი ფარდობა მეტი იქნება, ვიდრე როცა δ₁ = δ - 10°30'. ამიტომ, როცა მისაყოლებელ ვარსკვლავს გიდში გავატარებთ დაფჯვარის ორ ძაფს შორის, რომლებიც დაშორებულია ერთმანეთისაგან 4 მილიმეტრით, სპექტრის გაგანიერება ფოტოფირფიტაზე კამერის ფოკუსში სხვადასხვაა და განსხვავება დამოკიდებულია ინსტრუმენტის მდებარეობაზე და იზრდება დახრილობის ზრდასთან ერთად.

კამერა და გიდი რომ ერთდროულად მიმართული იყოს ცის ერთისა და იმავე წერტილისაკენ, მაშინ ვარსკვლავის გადაადგილებას გიდში 4 მილიმეტრზე მუდამ შეესაბამებოდა ვარსკვლავის გადაადგილება კამერის ფოკუსში 0.58 მილიმეტრზე (სპექტრის გაგანიერება), რადგანაც ასეთია კამერის ფოკუსის სიგრძის ფარდობა გიდის ფოკუსის სიგრძესთან. მაგრამ, როგორც ვნახეთ, ეს სიდიდე იცვლება.

ქვემოთ მოყვანილი ცხრილი უჩვენებს სპექტრის სიგანის ცვლილებას ტელესკოპის მდებარეობისა და გადასაღები უზნის დახრილობის ცვლილებასთან ერთად. ცხრილის მეორე და მესამე სვეტში მოცემულია გამონახვის ხაზოვანი სიდიდე, რომელიც შეესაბამება დღელამური პარალელის ერთგრადუსიან რკალს სხვადასხვა დახრილობაზე; მეოთხე და მეხუთე სვეტში მოცემულია სპექტრის გაგანიერება კამერის ფოკუსში გიდის ორი მდებარეობისათვის; ხოლო უკანასკნელ სვეტში — კამერაში და გიდში სპექტრების სიგანეთა სხვაობა.

ცხრილი I Таблица

δ	დღელამური პარალელის ერთგრადუსიანი რკალის შესაბამისი სიგრძივი მნიშვნელობა მილიმეტრებით		სპექტრის სიგანე მილიმეტრებით		სპექტრების სიგანეთა სხვაობა რაიონი სპექტრის სიგანეში
	კამერისათვის для камеры	გიდისათვის для гйда	Δδ = +10°30'	Δδ = -10°30'	
10°	17.55	120.56	0.612	0.572	0.040
20	16.75	115.06	0.636	0.556	0.080
30	15.43	106.00	0.664	0.536	0.128
40	13.65	93.76	0.700	0.512	0.188
50	11.46	78.70	0.760	0.484	0.276
60	8.91	61.20	0.872	0.448	0.424
70	6.09	41.81	1.204	0.392	0.812

ზემოთ აღნიშნულმა გარემოებამ ხელი შეგვიშალა მიგველო სპექტრის ერთნაირი გაგანიერება სხვადასხვა ფირფიტაზე. თუმცა აბსოლუტური სიდიდების განსაზღვრაში ვარსკვლავთა სპექტრების სიგანეს არ ჰქონდა არსებითი მნიშვნელობა, ვინაიდან სპექტრული ხაზების ინტენსივობათა გაზომვის დროს სპექტრის სიგანე მუდამ აღემატებოდა მიკროფოტომეტრის დიაფრაგმის გამონასახს (სპექტრის მინიმალური გაგანიერება 0.6 მმ-ია, დიაფრაგმის გამონასახის დიამეტრი ფირფიტაზე—0.3 მმ), და, გარდა ამისა, ინტენსივობათა შედარება წარმოებდა ერთისა და იმავე სპექტრის ხაზებისათვის.

მაგრამ, როგორც ჭეშმით დავინახავთ, გამკვირვალობის კოეფიციენტის განსაზღვრის დროს თითქმის აუცილებელი იყო მიგველო სპექტრის ზუსტად ერთნაირი გაგანიერება ვარსკვლავის სხვადასხვა მდებარეობისათვის. ინსტრუმენტის კონსტრუქციამ არ მოგვცა საშუალება ამ პირობის განხორციელებისა.

უნდა აღინიშნოს, რომ კამერის ერთგვარი გადაკეთება მოგვცემს საშუალებას თავიდან ავიშოროთ ეს დაბრკოლება. თუ ინსტრუმენტი ისეთნაირად იქნება მოწყობილი, რომ საობიექტივო პრიზმით დაკვირვების დროს შესაძლებელი იქნება თვით კამერის დახრა სათანადო გადახრის კუთხით ისე, რომ გილი რჩებოდეს იმ უბნის ცენტრის მიმართულებით, რომლის სპექტროფოტოგრაფირებაც წარმოებს კამერით, მაშინ სპექტრის გაგანიერება მუდმივი დარჩებოდა ინსტრუმენტის ყველა მდებარეობისა და ყოველი დახრილობისათვის.

სპექტრის თანაბარი გაგანიერება შეიძლება განხორციელებულ იქნეს აგრეთვე კასეტის უწყვეტი მოძრაობით. სპექტრის გაგანიერების ეს წესი გამოიყენება ასტრონომიულ პრაქტიკაში და, როგორც მიუთითებენ ლიტერატურაში, კარგ შედეგს იძლევა, რაც მოსალოდნელიცაა²⁴.

საობიექტივო პრიზმისთვის განსაზღვრული იყო სიგრძივი დისპერსია, რომლის საშუალო მნიშვნელობისთვის მიღებული იყო 130 Å 1 მმ-ში. მთელი სპექტრის სიგრძე ფოტოფირფიტაზე ტოლია დაახლოებით 12 მმ-ის.

კამერის ობიექტივისათვის, საობიექტივო პრიზმასთან ერთად, ფოკუსი შერჩეული იყო ისე, რომ ფოტოფირფიტაზე ელემენტობდით კარგ გამონასახს სპექტრის უბანში: λλ 3900—4500.

განსაკუთრებით საინტერესო იყო გაგვეგო, როგორი იყო კამერის ობიექტივის, საობიექტივო პრიზმასთან ერთად, ქრომატული აბერაცია საერთოდ და, კერძოდ, სპექტრის უბანში λλ 4000—4250, ანუ სპექტრის იმ უბანში, რომელიც გამოყენებული იყო ჩვენი მიზნებისათვის.

ქრომატული აბერაციის განსაზღვრა წარმოებული იყო ჩვეულებრივი მეთოდით. პრიზმის წინ მოთავსებული იყო დიაფრაგმა ოთხი კვადრატული ჭრილით. ეს ჭრილები დიაფრაგმის ცენტრის მიმართ სიმეტრიულად იყო განლაგებული. კვადრატის გვერდის სიგრძე 2 სანტიმეტრს უდრიდა.

ფოტოგრაფიული მასალა მიღებული იყო ა. ტორონჯაძის მიერ, ერთსა და იმავე ფირფიტაზე მიღებული იყო ორი გარეფოკუსური გამონასახი საფოკუსო სკალის ორი ანათვლისათვის: 60.0 და 32.0 (ფოკუსური გამონასახისათვის სკალის ანათვალი 46.0-ს უდრიდა). ამგვარად მიღებული იყო

ოთხი სპექტრი ერთი მდებარეობისა და ოთხი მეორე მდებარეობისათვის. A ტიპის ვარსკვლავის სპექტრში გაზომვისათვის გამოყენებული იყო წყალბადის ხაზები H α -დან (λ 6563) H δ -მდე (λ 3798).

ნეგატივები გავზომეთ პრეციზიულ საზომ იარაღზე. საშუალო ფოკუსური მანძილების გამოთვლა წარმოებდა ცნობილი ფორმულით

$$D_0 = D_2 + \frac{l_2}{l_1 + l_2} (D_1 + D_2),$$

სადაც D₀ საშუალო ფოკუსური მანძილია მოცემული ტალღის სიგრძისათვის, D₁ და D₂—ფოკუსური მანძილები ორი გამონასახისათვის, ხოლო l₁ და l₂—მანძილები სპექტრების „შეუღლებულ“ წყვილებს შორის იმ ადგილას, რომელსაც შეესაბამება აღებული ტალღის სიგრძე.

აქვე მოგვყავს პატარა ცხრილი II სხვადასხვა ტალღის სიგრძის შესაბამისი საშუალო ფოკუსური მანძილებისათვის.

ნახაზი 1 იძლევა შესაბამის მრუდს, სადაც აბსცისათა ღერძზე განლაგებულია ტალღის სიგრძეები, ხოლო ორდინატთა ღერძზე—სათანადო ფოკუსური მანძილები.

როგორც მოყვანილი ცხრილიდან და მრუდიდან ჩანს, სპექტრის უბანში λλ 4000—4400 ჩვენი აპარატურა თითქმის ქრომატიზებულია (სპექტრის ამ უბანში ფოკუსური მანძილების სხვაობა 0.2 მმ არ აღემატება).

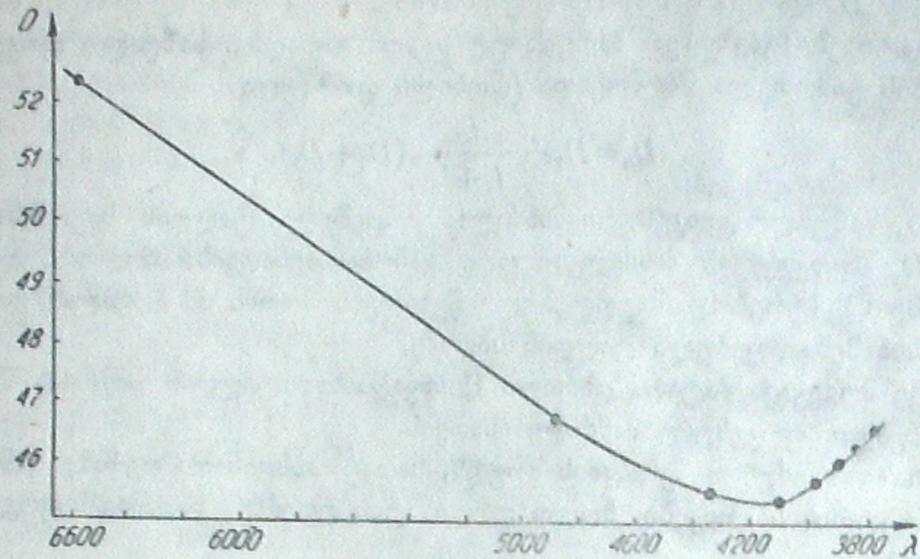
ცხრილი II Таблица

სპექტრული ხაზები спектральные линии	λ	D
H α	6563 Å	52.36 mm
H β	4861	46.70
H γ	4341	45.57
H δ	4102	45.38
H ϵ	3970	45.75
H ζ	3889	46.02
H η	3835	46.29
H θ	3798	46.62

ამგვარად, ტალღის სიგრძეების საზღვრებში 4000-დან 4300 Å-მდე, სადაც თავმოყრილია ყველა ჩვენი სპექტრული ხაზები, გამოყენებულნი ვარსკვლავთა აბსოლუტური სიდიდეების განსაზღვრისათვის, ქრომატული აბერაციის ცდომილება ძალიან მცირეა და შეიძლება არც იქნეს მიღებული მხედველობაში.

უნდა აღინიშნოს, რომ ვარსკვლავის მცირედი გადაადგილება კი დახრილობის გასწვრივ, გამოწვეული რეფრაქციით ან ინსტრუმენტის არაზუსტი გაწონასწორებით, გავლენას ახდენდა სპექტრის გამონასახზე, რის გამოც ხაზები გამოდიოდნენ „გათხაპნილნი“ და არასწორხაზოვანი. ამიტომ მიყოლების დროს გვჭირდებოდა შესწორება დახრილობაზე ყოველთვის—ერთი ძაფიდან

მეორეზე ვარსკვლავის ვადაყვანის მომენტში. ასეთი შესწორების შედეგად მი-
ვალწვედით ვარსკვლავის სპექტრში მკვეთრი ხაზების მიღებას.



ნახ. 1 Черт.

ფოტოგრაფირება წარმოებდა 9x12 სმ სიდიდის ფირფიტებზე და, მა-
შასადამე, გვექონდა გაზომვისათვის ვარგისი ველი თითქმის 5x5-ის სი-
დიდისა.

გამოყენებული იყო ფოტოფირფიტა Ilford Zenith, რომლის გრძნობი-
ერება 700 HD უდრის.

დაკვირვებითი მასალის დაგროვება დაეწყო 1945 წლის ოქტომბერში
და დაამთავრეთ 1947 წლის თებერვალში. მიღებული იყო 37 წუნდაუდებელი
ნეგატივი 48 G და K-ტიპის სტანდარტული ვარსკვლავისთვის (ზოგი ფირ-
ფიტა შეიცავდა ორ-ორ სტანდარტულ ვარსკვლავს) და 26 ნეგატივი კაპ-
ტიენის 9 არისათვის.

ქვემოთ მოგვყავს ცხრილი III ჩვენ მიერ გაზომილი და დამუშავებული
ნეგატივებისათვის. ცხრილში მოცემულია ყოველი ნეგატივის ნომერი, დაკვირ-
ვების თარიღი, ობიექტის სახელწოდება, ექსპოზიციის ხანგრძლიობა და საშუა-
ლო ზენიტური მანძილი.

ცხრილი III Таблица

№№ როგორც №№ по по- рядку	ნეგატივის სარეგისტრ. ნომერი № негатива	დაკვირვების თარიღი Дата наблюдения	ობიექტი Объект	ექსპოზიციის ხანგრძლიობა Экспозиция	საშუალო ზენ. მანძილი Ср. зенит. расст.
1	1773	12/X-1945	KA 40	2h	20°16'
2	1774			1h	38 55
3	1868	14/XI-1945	μ Cas სტ.Стан.	20m	53 30
4	1871		o U Ma "	14m	30 00
5	1876	25/XI-1945	β Aql "	5m	61 52
6	1878		μ Peg "	5m	27 45
7	1881	26/XI-1945	η Cep "	6m	33 23

№№ როგორც №№ по по- рядку	ნეგატივის სარეგისტრ. ნომერი № негатива	დაკვირვების თარიღი Дата наблюдения	ობიექტი Объект	ექსპოზიციის ხანგრძლიობა Экспозиция	საშუალო ზენ. მანძილი р. зенит. расст.
8	1882	26/I-1945	KA 18	2h	29°23'
9	1887	24/I-1946	KA 28	1h 47m	17 04
10	1889	27/I-1946	KA 21	1h 57m	42 11
11	1891	"	KA 28	1h	7 42
12	1892	28/I-1946	KA 11	2h	31 01
13	1893	"	"	55m	19 06
14	1928	22/III-1946	μ Cnc სტ. სტ.	15m+10m+ 5m	23 22
15	1938	5/IV-1946	ε Gem "	1m+ 2m+ 3m+5m+7m	67 52
16	1939	"	β Gyg "	1m+ 2m+ 3m+5m+7m	63 45
17	1940	"	β Boo "	10m+ 6m+ 3m+1m 30s	2 00
18	1941	"	μ Her "	7m+ 3m+ 1m 30s	28 30
19	1942	"	χ UMa "	7m+ 4m+ 2m+ 1m	55 38
20	1943	"	β UMi "	1m+ 3m	35 36
21	1944	"	γ Oph A "	1m+ 3m	41 45
22	1945	8/IV-1946	60 UMa "	15m+12m+ 4m	44 01
23	1955	1/VI-1946	"	27m+15m	50 30
24	1956	"	η Her "	4m+ 7m+ 10m+14m	9 00
25	1957	"	λ Serp "	18m+10m+ 5m	46 50
26	1958	"	φ Cyg "	10m+ 6m+ 3m	29 30
27	1959	"	9 Peg "	19m	37 15
28	1962	3/VI-1946	"	4m+ 10m+ 17m+ 4m	52 00
29	1963	"	ξ Gyg "	3m+12m+ 6m+ 3m	19 30
30	1965	5/VI-1946	π Her "	3m+ 6m+ 9m+ 3m	6 30
31	1966	"	θ Her "	9m+ 6m+ 3m	4 30
32	1967	"	61 Cyg A "	15m+ 9m+ 6m+ 3m	21 00
33	1968	"	φ Cep "	8m+ 4m+ 4m+ 2m	38 30
34	2019	3/VI-1946	KA 42	2h 02m	33 45
35	2020	"	η Cep სტ. სტ.	4m+ 6m+ 2m+ 4m	21 30
36	2026	9/V I-1946	KA42	1h 33m	20 30
37	2075	21/IX-1946	σ Drc სტ. სტ.	2m+ 4m30s+ 7m+2m	34 30
38	2076	"	γ Cep "	1m30s+ 3m30s+ 5m10s	35 30
39	2077	"	s 7259 "	9m+20m+ 6m	6 30
40	2078	"	54 Psc "	25m+ 15m+ 10m	22 00
41	2079	22/IX-1946	KA 37	2h 02m	34 12
42	2080	"	PGC 5144 სტ. სტ.	5m+ 15m+ 20m	35 00
43	2081	"	η Cep "	2m+ 5m+ 10m+ 2m	35 15
44	2082	"	ξ Cyg "	3m+ 8m+ 12m30s	43 00
45	2083	"	ε Peg "	5m+ 9m+ 15m	60 4
46	2084	"	φ Cep "	7m+ 5m+ 1m30s	42 15
47	2085	"	δ And "	9m+ 6m+ 1m30s	30 30
48	2086	30/IX-1946	KA 18	2h	40 30
49	2087	"	KA 43	1h 57m	41 00
50	2088	2/X-1946	β Drc სტ. სტ.	2m+ 1m 30s+ 3m+ + 5m+ 1m30s+ 2m	52 30
51	2089	"	KA 18	1h 26m	50 00
52	2090	"	KA 21	1h 56m	32 15
53	2091	7/X-1946	"	2h 02m	42 30
54	2190	24/XII-1946	KA 11	2h 06m	32 58
55	2191	"	KA 28	2h 00m	22 20
56	2192	"	KA 11	1h 11m	24 30
57	2193	"	KA 28	1h 02m	17 50
58	2194	17/I-1947	KA 42	2h 07m	32 00
59	2195	"	KA 21	1h 16m	51 15
60	2196	"	"	1h 05m	64 09
61	2197	"	KA 11	2h 10m	30 14
62	2199	16/II-1947	KA 27	2h 06m	21 28
63	2200	"	"	1h 52m	52 55

ფირფიტების გამელაგება წარმოებდა უცვლელად გამაქლავებელში, რომლის შედგენილობა შემდეგი იყო:

1. გამოხდილი წყალი	1000 გრ.
2. სულფიტი	100 "
3. კრისტალური სოდა	50 "
4. ჰიდროქინონი	6 "
5. მეტოლი	6 "
6. ბრომიანი კალიუმი	3 "

გამელაგების წინ ხსნარს ვუმატებდით 1500 გრ გამოხდილ წყალს.

ვინაიდან სტანდარტ და საპროგრამო ვარსკვლავთა ფირფიტების გამელაგება სხვადასხვა დროს წარმოებდა, მკაცრად ვიცავდით გამელაგების რეჟიმს: 8 წუთის ხანგრძლიობა და 20° ტემპერატურა. არ დაგვკმაყოფილდით რა მაინც ამით, ერთდროულად გამელაგებდით მიღებიან ფოტომეტრზე გადაღებულ ფირფიტას და სათანადო მახასიათებელი მრუდის სვლა გვაძლევდა საშუალებას შეგვემოწმებინა გამელაგების პირობები. ვარდა ამისა, მიღებიანი ფოტომეტრის მახასიათებელი მრუდი გვაძლევდა საშუალებას თვალყური გვედევნებინა ფირფიტის თვისებათა ცვლილებისათვის. უკანასკნელის შესაძლებლობა არ იყო გამორიცხული, ვინაიდან გვიხდებოდა სხვადასხვა კოლოფიდან ამოღებული ფოტოფირფიტების გამოყენება, თუმცა მათი მარკა, რა თქმა უნდა, უცვლელი იყო.

სტანდარტული ვარსკვლავები. ჩვენთვის უმნიშვნელოვანეს ამოცანას წარმოადგენდა მიგველო საიმედო სარედუქციო მრუდები. ამ მიზნით შერჩეული იყო ვარსკვლავები ცნობილი ტრიგონომეტრიული პარალაქსებით, ე. ი. ცნობილი აბსოლუტური სიდიდეებით. ასეთი სტანდარტი ვარსკვლავები შერჩეული იყო ძირითადად მორგანისა და მისი თანამშრომლების (Morgan, Keenan, Kellman) ატლასის²⁹ მიხედვით. ვინაიდან სტანდარტულ ვარსკვლავთა რიცხვი ხსენებულ ატლასში არ იყო საკმარისი, დამატებითი ვარსკვლავები შევარჩიეთ შლეზინგერის (Schlesinger) კატალოგში³⁰. ამგვარად, სულ შერჩეული იყო 26 სტანდარტული ვარსკვლავი G სპექტრული კლასისათვის და 23 ვარსკვლავი K კლასისათვის.

ვინაიდან სტანდარტული ვარსკვლავების გადაღება ხდებოდა ცალ-ცალკე თითოეული ვარსკვლავისათვის, რაც დიდ დროს მოითხოვდა, იძულებული ვიყავით შეგვეჩინა კაშკაშა ვარსკვლავები უმეტესად მე-5 ხილულ სიდიდემდე. მეორე მხრით, ვარსკვლავები, რომელთა აბსოლუტური სიდიდეებიც უნდა განსაზღვრულიყო, ბევრად უფრო მკრთალი იყო (მ³5-მდე). ამიტომ, სპექტრის გაშავებულობის სხვადასხვაობით გამოწვეული სისტემატური შეცდომის თავიდან ასაცილებლად, ერთსა და იმავე ფირფიტაზე მიღებული იყო სტანდარტული ვარსკვლავის გამონასახთა მწკრივი, გადაღებული სხვადასხვა ექსპოზიციით. ყოველი ვარსკვლავისთვის ერთ ფირფიტაზე მიღებული იყო 4-5 გამონასახი, რომელთა ექსპოზიციები 3—25 წუთს უდრიდა. სპექტროგრამების გაზომვის დროს სტანდარტული ვარსკვლავის გამონასახთა მწკრივიდან შერჩე-

ული იყო ისეთი გამონასახები, რომელთა გაშავებულობა დაახლოებით ტოლი იყო გამოსაკვლევ ვარსკვლავთა საშუალო გაშავებულობისა.

სია სტანდარტული ვარსკვლავებისა, რომლებიც შერჩეული იყო სარედუქციო მრუდების ასაგებად, მოცემულია IV a და 6 ცხრილებში.

IV ცხრილის მეხუთე სვეტში ინდექსები I—V გვაძლევს ბრწყინვალეების კლასს—„Luminosity class“ მორგანის მიხედვით:

I—ზეგიანტები, II—გიგანტები ზეგიგანტებსა და ნორმალურ გიგანტებს შორის, III—ნორმალური გიგანტები, IV—ქვეგიგანტები, V—ჯუჯა, ე. ი. რესელ-ჰერც შპრუნგის დიაგრამის ძირითადი შტოს ვარსკვლავები. მეშვიდე სვეტში მოცემულია ტრიგონომეტრიული პარალაქსები შლეზინგერის კატალოგიდან. სპექტრული აბსოლუტური სიდიდეები, მოცემული უკანასკნელ სვეტში, აღებულია ადამსისა და სხვა ავტორთა (Adams, Joy, Humason, Brayton) კატალოგიდან⁶. ზოგიერთი ვარსკვლავისთვის ამავე სვეტში მოცემულია სპექტრული აბსოლუტური სიდიდე ვარსკვლავთა პარალაქსების კარტოთეიდან, რომელიც შედგენილია შტერნბერგის სახელობის სახელმწიფო ასტრონომიულ ინსტიტუტში პროფესორ პ. პარენაგოს მიერ.

ამგვარად, თითოეული სტანდარტული ვარსკვლავისათვის მოცემულია აბსოლუტური სიდიდის რამდენიმე მნიშვნელობა. სარედუქციო მრუდების აგების დროს შერჩეული იყო აბსოლუტური სიდიდის ყველაზე მეტად საიმედო მნიშვნელობა (ცხრილში ხაზგასმულია). ამის შესახებ დაწვრილებით ვილაპარაკებთ ქვემოთ.

როგორც ზემოთ იყო ნათქვამი, გვგმა, რომლის მიხედვითაც შევუდექით ჩვენს მუშაობას, თვალისწინებდა G და K ტიპის ვარსკვლავთა აბსოლუტური სიდიდეების განსაზღვრას კაპტეინის არეებში.

ვარდა იმისა, რომ მიღებული იყო დაკვირვებითი მასალა G და K ტიპის სტანდარტულ ვარსკვლავებისთვის, რომლებიც წარმოადგენდნენ სარედუქციო ვარსკვლავებს აბსოლუტურ სიდიდეთა განსაზღვრისთვის, დაგროვილი იყო დაკვირვებითი მასალა შერჩეული ვარსკვლავებისთვის, რომლებიც იმყოფებიან კაპტეინის ცხრა არეში. ყოველი არისათვის საობიექტივო პრიზმით მიღებული იყო 2-დან 5-მდე ნეგატივი 1-2 საათის ექსპოზიციით. სულ მივიღეთ კარგი ხარისხის 26 ნეგატივი. ჩვენი დისპერსიისა და შეუქმალის პირობებში 2-საათიანი ექსპოზიციით მოსახერხებელი იყო ფოტომეტრისათვის ვარგისი სპექტრის მიღება მე-9 ვარსკვლავიერ სიდიდემდე.

არეები ამჯერად თითქმის შემთხვევით შევარჩიეთ, მხოლოდ და მხოლოდ ცენტრის კოორდინატების მიხედვით,—რომ მოხერხებული ყოფილიყო დაკვირვებისათვის.

ყოველ არეში G და K ტიპის ვარსკვლავთა რიცხვი მე-9 ვარსკვლავიერ სიდიდემდე საშუალოდ 10—15-ით განისაზღვრებოდა. მაგრამ გამოსაკვლევ ვარსკვლავთა რიცხვის გადიდების მიზნით, გამოვდიოდით არის საზღვრებიდან და ვიღებდით ყველა G და K ტიპის ვარსკვლავს, რომლებიც კი იმყოფებოდნენ ფირფიტაზე და რომელთა გაზომვაც მოსახერხებელი იყო. ასეთი ვარსკვლავები IX ცხრილშია მოცემული ბერგედორფის კატალოგის³¹ ნომრის გარეშე.

კლასი G

ცხრილი IV ა. Таблица

G-კლასი

№№	ვარსკვლავი Звезда	α	δ	Sp	m_{vis}	π_{tr}	$M_{vis, tr}$	$M_{vis, sp}$
1	ϵ And	$0^h 33^m$	+28° 46'	G5	4.5	0.031	2.0	2.6; 1.8
2	δ Psc	0 34	+20 53	G7: Ko	5.6	0.006	-0.5	0.8; 0.4
3	μ Cas	1 01	+54 26	G5 V	5.3	0.130	5.9	5.4; 5.5
4	δ Gem	6 37	+25 14	G8 I	3.2	0.008	-2.3	-2.1; -2.4
5	μ Cnc	8 01	+21 52	G2 IV	5.4	0.028	2.6	4.1
6	σ UMa	8 22	+61 03	G5 II	3.5	0.005	-3.0	0.5; -0.7
7	σ UMa	11 17	+44 02	G5: G7	5.1	-0.003	-	0.1
8	β Crv	11 35	+34 46	G8V	5.5	0.109	5.7	5.2; 5.2
9	β Boo	12 29	-22 51	G5 II	2.8	0.027	0.0	0.0; -0.3
10	λ Ser	14 58	+40 47	G8 III	3.6	0.024	0.5	0.3; -0.4
11	η Her	15 41	+7 40	G2 V	4.4	0.095	4.3	4.1; 4.1
12	β Drc	16 39	+39 07	G5 III	3.6	0.053	2.2	1.0; 0.7
13	μ Her	17 28	+52 23	G6: G2	3.0	0.003; 0.006	-3.1	-1.7; -3.0
14	PGC 4510	17 42	+27 47	G5 IV	3.5	0.109	3.7	4.2; 3.7
15	δ Drc	17 46	+29 21	G8: Ko	5.6	-	-	0.6
16	ϵ Drc	19 12	+67 29	G8: Ko	3.2	0.027	0.4	0.4; 0.2
17	β Aql	19 48	+70 01	G3: Ko	4.0	0.001	-6.0	0.9; 0.6
18	PGC 5144	19 50	+6 09	G8 IV	3.9	0.077	3.3	4.0; 3.7
19	PGC 5376	19 59	+29 38	G8: Ko	5.7	0.046	4.0	4.6; 4.5
20	PGC 5401	20 49	+44 48	G8: Ko	5.6	-0.007	-	-0.1
21	PGC 5420	20 54	+44 05	G7: Ko	5.8	-	-	0.8; 0.8
22	φ Cyg	20 59	+38 16	G8: Ko	6.2	-	-	0.2
23	9 Peg	21 08	+29 49	G8 II	3.4	0.021	0.0	-0.6; -1.4
24	λ Peg	21 39	+16 53	G5 I	4.5	0.004	-2.5	-1.3; -1.6
25	μ Peg	22 41	+23 02	G6: Ko	4.1	0.035	1.8	0.3
26	μ Peg	22 45	+24 04	G8 III	3.7	0.030	1.1	0.9; 0.7

კლასი K

ცხრილი IV ბ. Таблица

K-კლასი

№№	ვარსკვლავი Звезда	α	δ	Sp	m_{vis}	π_{tr}	$M_{vis, tr}$	$M_{vis, sp}$
1	52 Psc	$0^h 27^m$	+19° 45'	G5: Ko	5.5	-	-	$\frac{m}{0.8; 0.8}$
2	54 Psc	0 34	+20 43	Ko V	6.1	0.104	$\frac{m}{6.2}$	$\frac{m}{5.9; 5.8}$
3	δ And	0 34	+30 19	K3 III-IV	3.5	0.026	0.7	0.5; 0.1
4	ζ UMa	11 04	+45 02	K2 III	3.2	-	-	0.5; 0.6
5	BS 4452	11 28	+37 22	Ko	6.3	-0.015	-	0.7
6	β UMi	14 51	+74 34	K5 I I	2.2	0.027	-0.6	-0.5; -0.8
7	π Her	17 11	+36 55	K3 II	3.4	0.015	-0.7	-0.1; -0.4
8	87 Her	17 44	+25 39	Ko: K1	5.3	-	-	0.4
9	PGC 4510	17 46	+29 21	G8: Ko	5.6	-	-	0.6
10	θ Her	17 52	+37 16	K1 II	4.0	-0.001	-	-1.3; -1.8
11	70 Oph A	18 00	+2 31	Ko V	4.3	0.196	5.8	5.9; 5.7
12	σ Drc	19 32	+69 29	Ko V	4.8	0.181	6.1	5.6; 5.6
13	η Cep	20 43	+61 27	Ko IV	3.6	0.069	2.8	2.6; 2.8
14	PGC 5376	20 49	+44 48	G8: Ko	5.6	-0.007	-	-0.1
15	PGC 5401	20 54	+44 05	G7: Ko	5.8	-	-	0.8; 0.8
16	PGC 5420	20 59	+38 16	G8: Ko	6.2	-	-	0.2
17	ξ Cyg	21 01	+43 32	K5 I	3.9	0.004	-2.8	-2.0; -2.8
18	61 Cyg A	21 02	+38 15	K5 V	5.6	0.299	8.0	7.7
19	ϵ Peg	21 39	+9 25	Ko I (c)	2.5	-0.001	-	-2.3; -2.4
20	φ Cep	22 07	+57 42	K1 I (c)	3.6	0.025	-0.6	-2.3; -2.0
21	λ Peg	22 41	+23 02	G6: Ko	4.1	0.035	1.8	0.3
22	S 7259	23 08	+56 37	K3 V	5.7	0.146	6.5	6.6; 6.8
23	γ Cep	23 35	+77 04	K1 IV	3.4	0.067	2.5	2.1; 2.0

V ცხრილში მოყვანილია სია კაპტეინის არეებისა, რომლებშიც განსაზღვრეთ ვარსკვლავთა აბსოლუტური სიდიდეები. ეს ცხრილი შეიცავს კაპტეინის არეების ნომერს და ცენტრის ეკვატორულ და ეკლიპტიკურ კოორდინატებს 1900 წლისათვის.

ცხრილი V Таблица

KA	α	δ	l	b
11	7 ^h 07 ^m	+60° 0'	123°	+27°
18	21 24	+60 10	68	+ 6
21	1 36	+45 0	99	-17
27	7 38	+44 50	141	+29
28	8 40	+45 0	143	+39
37	17 49	+45 0	39	+28
40	20 47	+45 0	53	0
42	22 49	+45 10	70	-13
43	23 50	+44 50	80	-17

აბსოლუტური სიდიდის კრიტერიუმი. ვარსკვლავთ აბსოლუტური სიდიდის განსაზღვრისათვის გამოყენებული იყო სპექტრული ხაზების ინტენსივობათა შეფარდების მეთოდი. ჩვენი სპექტროგრაფების მცირე დისპერსია არ გვაძლევდა საშუალებას გამოვეყენებინა ყველა ის კრიტერიუმი, რომელზედაც დამყარებული იყო ვარსკვლავთა აბსოლუტური სიდიდეების განსაზღვრა შთა ვილსონისა და სხვა ობსერვატორიებში. ამიტომ წინასწარ ჩავატარეთ საცდელი შერჩევა სპექტრული ხაზებისა, რომლებიც გამოდგებოდნენ ჩვენს პირობებში აბსოლუტურ სიდიდეთა განსაზღვრისათვის. ასეთი ცდის შედეგად გამოირკვა, რომ კრიტერიუმად უმჯობესია აღებული იყოს შთანთქმის ზოლები ვარსკვლავთა სპექტრებში. ხაზთა ინტენსივობების გაზომვა მიკროფოტომეტრზე სიძნელეებთან იყო დაკავშირებული, ვინაიდან მცირე დისპერსიის შემთხვევაში ხაზის გამოყოფა უწყვეტი სპექტრიდან ძნელად იყო მოსახერხებელი და ძალიან ვიწროპერიტიან დიაფრაგმას მოითხოვდა.

ამასთან დაკავშირებით შერჩეული იყო შთანთქმა სპექტრის უბანში λ 4144-დან— λ 4215-მდე (ვიანის შთანთქმა). ამ უბანში გაზომილი იყო ინტენსივობები სამი ზოლისა, რომელთა ცენტრები ემთხვეოდა სპექტრულ ხაზებს: λ 4200, 4176, 4155. ეს ზოლები პირობით აღვნიშნეთ CN_1 , CN_2 და CN_3 -ით, შესაბამისად. ამ ზოლთა ინტენსივობები შედარებული იყო უწყვეტი სპექტრის იმ უბნის ინტენსივობასთან, რომელიც მოთავსებულია λ 4215 და λ 4226 ხაზთა შორის. ინტენსივობა ამ უწყვეტი სპექტრისა, როგორც ეს რამდენჯერმე შევამოწმეთ თვალით, მუდმივი რჩებოდა და არავითარ ცვლილებას არ უჩვენებდა აბსოლუტურ სიდიდეზე დამოკიდებით. რაც შეეხება ზოლებს CN_1 , CN_2 , CN_3 , ესენი მკვეთრად გამოიყოფიან, ადვილი შესამჩნევი არიან დიდი აბსოლუტური სიდიდის მქონე ვარსკვლავთა სპექტრებში და შესამჩნევად სუსტდებიან მცირე აბსოლუტური სიდიდის ვარსკვლავებზე გადასვლის შემთხვევაში. ჯუჯა ვარსკვლავთა სპექტრებში ეს ზოლები სრულიად არ გამოიყოფა და შემოსენებული

უწყვეტი სპექტრის ინტენსივობის შეფარდება ამ ზოლების ინტენსივობებთან 1-ის ტოლი ხდება.

თუ აღვნიშნავთ უწყვეტ სპექტრს λ 4215 და λ 4226 ხაზებს შორის N-ით, მაშინ გვექნება სამი გამოსახულება ინტენსივობათა ფარდობების აღნიშვნისათვის: $\frac{N}{CN_1}$, $\frac{N}{CN_2}$, $\frac{N}{CN_3}$, ე. ი. აბსოლუტური სიდიდის სამი კრიტერიუმი. ინტენსივობათა ეს სამი ფარდობა პირველად ჩვენ გამოვიყენეთ; რამდენადაც ვიცით, ისინი არ გამოუყენებია არც ერთს სხვა ავტორს. ამიტომ ინტენსივობის ამ ფარდობათა საფუძველზე მიღებული შედეგები ჩვენთვის მეტად საინტერესოა.

ხსენებულ ფარდობათა გარდა აღებული იყო აგრეთვე ინტენსივობათა ფარდობა $\frac{N}{N_1}$, სადაც N წარმოადგენს უწყვეტ სპექტრს λ 4215 და λ 4226 ხაზებს შორის, ხოლო N_1 —უწყვეტ სპექტრს λ 4205 და λ 4215 ხაზებს შორის.

ამ ზოლების ინტენსივობათა გარდა გამოვიკვლიეთ აგრეთვე სპექტრული ხაზების ინტენსიობანიც. კრიტერიუმად ავიღეთ რკინის ხაზების— λ 4045, λ 4063—ინტენსიობათა ფარდობა სტრონციუმის (λ 4077) ხაზის ინტენსივობასთან. ეს ხაზები კარგად მოჩანს ჩვენს სპექტროგრაფებზე. უკანასკნელი ორი ფარდობა გამოყენებული იყო სხვა ავტორების მიერაც აბსოლუტურ სიდიდეთა განსაზღვრის დროს და, როგორც მორგანი, კინანი და კელმანი მიუთითებენ, აბსოლუტური სიდიდის მგრძობიარე კრიტერიუმებს წარმოადგენს. მაგრამ ჩვენს განსაზღვრებში ეს ფარდობები აბსოლუტური სიდიდის ნაკლებად სარწმუნო მნიშვნელობებს იძლევა. ეს გარემოება, როგორც ჩანს, იმით აიხსნება, რომ, როგორც ზემოთ იყო ნათქვამი, ხაზების გაზომვა მიკროფოტომეტრზე უფრო ნაკლები სიზუსტით წარმოებდა, ვიდრე შთანთქმის ზოლებისა. როგორც ეს სპექტრების ფოტოგრაფიაზე მოჩანს ჰილტნერის ატლასში³², λ 4045, λ 4063 და λ 4077 ხაზების მახლობლად სპექტრში არსებობს კიდევ სხვა მკრთალი ხაზები, რომელთა ინტენსივობანი ალბათ ფარულად შედიან განხილული ხაზების ინტენსივობებში მიკროფოტომეტრზე გაზომვის დროს. განსაკუთრებით ეს შეეხება λ 4077 ხაზს, რომლის ინტენსივობა მცირედ განსხვავდება მეზობელი ხაზების ინტენსივობებისაგან.

მაგრამ რადგან ფარდობანი $\frac{4045}{4077}$ და $\frac{4063}{4077}$ იძლეოდნენ აბსოლუტურ სიდიდეთა მნიშვნელობებს, რომლებიც უმეტეს შემთხვევაში დიდად არ განსხვავდებოდნენ იმ მნიშვნელობათაგან, რომელნიც მიღებულნი იყვნენ $\frac{N}{CN_1}$, $\frac{N}{CN_2}$, $\frac{N}{CN_3}$ ფარდობებიდან, ისინიც გამოვიყენეთ აგრეთვე აბსოლუტურ სიდიდეთა ჩვენს განსაზღვრებში.

ამგვარად, ჩვენ გვქონდა აბსოლუტური სიდიდეთა ექვსი კრიტერიუმი:

$$\frac{N}{CN_1}, \frac{N}{CN_2}, \frac{N}{CN_3}, \frac{N}{N_1}, 4045 \text{ და } 4063$$

$$4077 \text{ და } 4077$$

სპექტრული ხაზების ინტენსივობის გაზომვა, სპექტროგრაფების ფოტომეტრიული გაზომვა წარმოებდა ვ. ნიკონოვის კონსტრუქციის ობიექტურ მიკროფოტომეტრზე. ელექტრონათურიდან წამოსული სინათლის ნაკადი, რომელიც გადის გასაზომ ფირფიტაში, ეცემა მიკროფოტომეტრის ფოტოელემენტს. იმისათვის, რომ არ შეცვლილიყო სინათლის ფერი, მკაცრად იყო დაცული ნათურის ვარვარის მუდმივობა. გალვანომეტრის გადახრა ზომავს წარმოქმნილ ფოტოდენს, რომელიც, ზოგიერთი ელემენტური პირობის დაცვის შემთხვევაში, პროპორციულია ფოტოელემენტზე დაკეპული სინათლის ნაკადისა. ელექტრონათურიდან წამოსული სინათლე შესუსტებას განიცდის ფოტოფირფიტაში გასვლის დროს და ეს შესუსტება მით მეტია, რაც მეტია ფირფიტის გაშვებულობა იმ წერტილში, სადაც გადის სინათლის ნაკადი. ამგვარად, გალვანომეტრის გადახრა ზომავს გაშვებულობის ხარისხს ფირფიტის ადებულ წერტილში, ე. ი. გამონასახის ინტენსივობას ფირფიტაზე, რომელშიაც გაივლის სინათლის ნაკადი. ფოტოფირფიტის წინ და უკან მიკროფოტომეტრზე მოთავსებულია ორი დიაფრაგმა. ამათგან პირველის შემცირებული გამონასახი გეგმილდება ფოტოფირფიტაზე, ხოლო მეორე სპობს გაბნეულ სინათლეს, წარმოქმნილ ფირფიტის ემულსიასა და მინაში. დიაფრაგმების სიდიდე სხვადასხვაა (8.5—0.15 მმ) და მათი გამოყენება დამოკიდებულია გაზომვის ამოცანაზე და ვარსკვლავო გამონასახების სიდიდებზე.

დიაფრაგმის შერჩევა ჩვენ მიზნებისთვის ერთგვარ სიძნელესთან იყო დაკავშირებული, ვინაიდან ხაზების ინტენსივობის გაზომვის სიზუსტე ძალიან ვიწრო დიაფრაგმას მოითხოვდა. მაგრამ, მეორე მხრით, დიაფრაგმის შემცირებასთან ერთად მცირდება მიკროფოტომეტრის გალვანომეტრის გადახრა, რაც ამცირებს გაზომვის სიზუსტეს.

რამდენიმე ცდის შედეგად შევარჩიეთ დიაფრაგმა, რომელსაც კრილის ფორმა აქვს, სიგრძით 4.25 მმ და სიგანით 0.15 მმ. კრილიანი დიაფრაგმა გამოყენებული იყო წრიულ დიაფრაგმასთან ერთად, რომლის დიამეტრი 2.55 მმ უდრიდა.

ნათურის ვარვარის გაზრდით მიღწეული იყო გალვანომეტრის გადახრა 50-დან 80 მმ-მდე, რაც აკმაყოფილებდა გაზომვის სიზუსტის მოთხოვნილებას.

ჩვენ მიერ გამოყენებული 2.55 მილიმეტრიანი დიაფრაგმა ფოტოფირფიტაზე იძლეოდა გამონასახს დიამეტრით 0.3 მმ. ვინაიდან სპექტრის სიგანე ფირფიტაზე საშუალოდ 0.6—0.7 მმ უდრიდა, დიაფრაგმა კრილი სპექტრის სიგანის ნახევარს, 0.15 მმ სიგანის კრილი ფირფიტაზე შეესაბამებოდა 0.018 მმ-ს, რაც ჩვენი დისპერსიის შემთხვევაში 2.3 Å-ს უდრის.

სპექტრული ხაზების მიკროფოტომეტრიულ გაზომვას შემდეგნაირად ვაწარმოებდით: გასაზომი ვარსკვლავის სპექტრი ნეგატივზე მოიყვანება მიკროფოტომეტრის მხედველობის არეში მოთავსებულ ძაფჯვარზე. სპეციალური

ხრახნი, რომელიც ფოტოფირფიტას აბრუნებს მართობულ სიბრტყეში, საშუალებას იძლევა დავაყენოთ სპექტრული ხაზი ძაფჯვარის პერიზონტული ხაზის ზუსტად პარალელურად. ოპტიკურ სისტემას ვაცენტრირებდით ისე, რომ როცა სპექტრული ხაზი ზუსტად ემთხვეოდა ძაფჯვარის პერიზონტულ ხაზს, კრილიანი დიაფრაგმის გამონასახი სწორედ ამ ხაზზე დაგეგმილდებოდა.

ამის შემდეგ წარმოებდა სპექტრული ხაზების ინტენსივობის გაზომვა. ანათვალის ყოველ ხაზზე ადებულ იყო ორჯერ, ფონის ორ ანათვალთან ერთად. ეს პროცესი შემდეგნაირად მიმდინარეობდა: ადებულ იყო ანათვალის ხაზზე, შემდეგ ფონზე მარჯვნივ და ფონზე მარცხნივ, დაბოლოს—ისევ ხაზზე.

ვინაიდან ვარსკვლავის ყოველ სპექტრში იზომებოდა 8 სპექტრული ხაზი, ყოველი სპექტრისთვის ფონის 16 ანათვალის გვექონდა. გამოთვლების დროს ამ ანათვლების საშუალო მნიშვნელობას ვიღებდით, გარდა იმ გამონაკლის შემთხვევებისა, როცა რაიმე მიზეზის გამო ფონის ანათვლები დიდად განსხვავდებოდა ერთმანეთისაგან. სპექტრული ხაზის ანათვლისთვის ვანგარიშობდით საშუალოს ორი ანათვალისაგან.

ვცდილობდით გვეწარმოებინა გაზომვები რამდენადაც შეიძლებოდა მუდმივ პირობებში. მაგალითად, გაზომვის დროს ნათურის ვარვარი ყოველთვის 11.5 ვოლტს უდრიდა; სისტემატურად ვამოწმებდით დაფოკუსებას; სპექტროგრაფებს ვზომავდით დიაფრაგმების მუდამ ერთსა და იმავე სისტემაში და სხვა.

მახასიათებელი მრუდები. მახასიათებელი მრუდების აგებისთვის ფირფიტებთან ერთად მიკროფოტომეტრზე იზომებოდა ფოტომეტრიული სკალები, რომელთაც ვღებულობდით სპექტროგრაფის კოლიმატორის ფოკუსში ჩაყენებული „საფეხურებიანი ჰვრიტი“.

სკალებისთვის გამოყენებული იყო იგივე ფოტოფირფიტა და იმავე კოლოფიდან, რაც შესაბამისი არეებისათვის.

თანაბრად განათებული თეთრი ეკრანიდან მზის გაბნეული სინათლე სპექტროგრაფის საფეხურებიან ჰვრიტეს ეცემოდა. უკანასკნელი შედგება ექვსი საფეხურისაგან, რომელთა სიმაღლეები 2.890, 2.065, 1.044, 1.014, 0.822 და 0.366 მმ უდრის. ამათგან უკანასკნელის ინტენსივობა 1-ის ტოლად ჩავთვალეთ, რის შემდეგ დანარჩენი საფეხურების ინტენსიობა განისაზღვრებოდა პირველი საფეხურის ინტენსივობის მიმართ. ამგვარად, ამ საფეხურთა ინტენსივობების ლოგარითმებისთვის მიღებული იყო მნიშვნელობანი: 0.90, 0.75, 0.60, 0.45, 0.35 და 0.00, შესაბამისად.

E -თი აღვნიშნოთ სიდიდე $1000 \frac{I_x}{I_f}$, სადაც I_x გალვანომეტრის ანათ-

ვალის სპექტრულ ხაზზე, ხოლო I_f —ფონზე. არგუმენტებით E და $\lg I$, სადაც I თითოეულ საფეხურზე მიწერილი ინტენსიობაა ნებისმიერ ერთეულზე, აგებული იყო მახასიათებელი მრუდები. უკანასკნელნი გამოყენებულნი იყვნენ სარედუქციო მრუდებად ვარსკვლავთა სპექტრული ხაზების ინტენსივობათა განსაზღვრისათვის. როგორც მახასიათებელი მრუდების აგების წესიდან ჩანს, სპექტრული ხაზებისთვის ვღებულობთ ინტენსივობებს შეფარდებით ერთეულებში.

როგორც წესი, სკალის მახასიათებელი მრუდი ყოველი ცალკეული სპექტრული ხაზისთვის აიგება. ჩვენს შემთხვევაში საჭირო იქნებოდა 8 მახასიათებელი მრუდის აგება 8 შესაძარბელები სპექტრული ხაზისათვის. მაგრამ ვინაიდან ჩვენ მიერ გამოსაკვლევი სპექტრული უბანი მოთავსებულია $\lambda 4045$ და $\lambda 4220$ ხაზებს შორის და შესაძარბელები ხაზები დიდად არ არის ერთმანეთისაგან დაშორებული (მაქსიმალური დაშორება 65 \AA უდრის), მახასიათებელი მრუდები აგებული იყო განსახილველი უბნის მხოლოდ ორი შუალედისათვის. პირველი შუალედი მოთავსებულია $\lambda 4155$ და $\lambda 4220$ ხაზებს შორის, ხაზებისათვის $\lambda 4155, 4176, 4200, 4210, 4220$; ხოლო მეორე შუალედი — $\lambda 4045$ და 4077 ხაზებს შორის, ხაზებისათვის $\lambda 4045, 4063$ და 4077 . ამგვარად, სკალაზე იზომებოდა ორი ხაზი აღნიშნული ორი შუალედის ცენტრებში, სახელდობრ: $\lambda 4060$ და $\lambda 4185$.

სკალის გაზომვა იმავე პირობებში მიმდინარეობდა, როგორც ვარსკვლავთა სპექტრებისა, ე. ი. ელექტრონათურის მუდმივა ვარვარისა, დაფოკუსებისა და დიაფრაგმათა სისტემის უცვლელობის დაცვით. სხვათა შორის, სკალის ვზომავდით დიაფრაგმების სხვა სისტემებშიაც. მიღებული შედეგების შედარებაში გვიჩვენა, რომ სკალის შემთხვევაში დიაფრაგმების სიდიდეს არა აქვს არსებითი მნიშვნელობა.

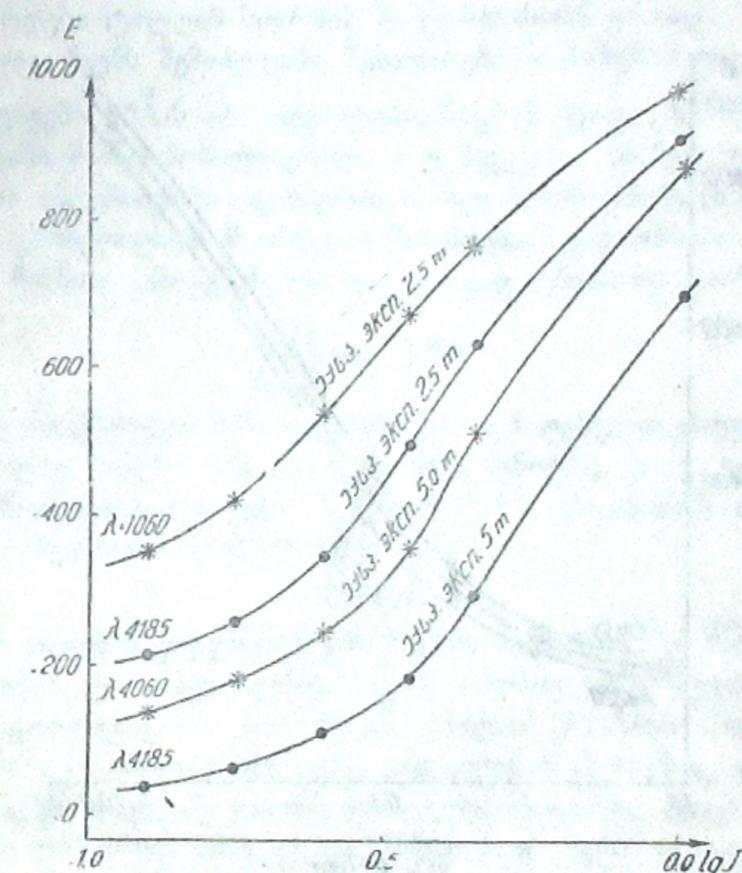
ყოველი გაზომვის სერიისათვის გვქონდა სხვადასხვა ექსპოზიციით მიღებული სკალები. მიკროფოტომეტრზე იზომებოდა ეს სკალები და მახასიათებელი მრუდების აგების შემდეგ მათგან შერჩეული იყო ისეთი, რომელიც ინტენსივობის უდიდეს შუალედს მოიცავდა.

ქვემოთ საილუსტრაციოდ მოყვანილია მახასიათებელი მრუდები $\lambda 4060$ და $\lambda 4185$ ხაზებისათვის სხვადასხვა ექსპოზიციისათვის (ნახ. 2). როგორც ამ ნახაზიდან ჩანს, მცირე ექსპოზიციის მრუდი უფრო მეტად გადაფარავს ინტენსივობის მკრთალ უბანს, ხოლო დიდი ექსპოზიციის მრუდი კარბი ინტენსივობის უბანს. ამიტომ ერთ რომელიმე მრუდს გადავადგილებდით თავის თავს პარალელურად, მანამ ერთი მრუდის დასაწყისი არ შეუთავსდებოდა მეორე მრუდის ბოლოს. ამგვარად მიღებული ერთიანი მახასიათებელი მრუდი საშუალებას იძლეოდა გაგვესაზღვრა როგორც მეტად მკრთალი, ისე მეტად მკვრივი გამონათხაზები.

$\lambda 4060$ ხაზის შესაბამისი მრუდი საგრძნობლად განსხვავდება $\lambda 4185$ ხაზის შესაბამისი მახასიათებელი მრუდისაგან. ბუნებრივია დაისვას საკითხი, როგორია განსხვავება საშუალო მახასიათებელ მრუდსა და განხილული სპექტრული შუალედის უკიდურეს მახასიათებელ მრუდებს შორის და რა ცდომილება შეიძლება მოგვეყვას ჩვენმა საშუალო მახასიათებელმა მრუდმა. ეს საკითხი გულდასმით განვიხილეთ. ამ მიზნით განხილული ორი შუალედიდან უდიდესისთვის აგებული იყო მახასიათებელი მრუდები კიდურა და შუა ხაზებისათვის, სახელდობრ: $\lambda 4155, 4185$ და 4220 -სათვის. რამდენიმე ვარსკვლავისთვის სპექტრული ხაზების ინტენსივობა ერთ შემთხვევაში აღებული იყო ხაზების შესაბამისი მახასიათებელი მრუდებიდან, ხოლო მეორე შემთხვევაში ყველა ხაზის ინ-

ტენსივობა აღებული იყო საშუალო მახასიათებელი მრუდიდან. აგებული იყო შესაბამისი სარედუქციო მრუდები ვარსკვლავთა აბსოლუტური სიდიდეების განსაზღვრისათვის.

მიღებულ შედეგთა შედარებამ გვიჩვენა, რომ საშუალო მახასიათებელი მრუდის აღება სპექტრის აღნიშნული შუალედისათვის ± 0.05 ცდომილებას იძლევა. ცდომილების რიგი გვიჩვენებს, რომ ასეთ საშუალო მახასიათებელ მრუდზე დაყრდნობა საეცებით დასაშვებია.

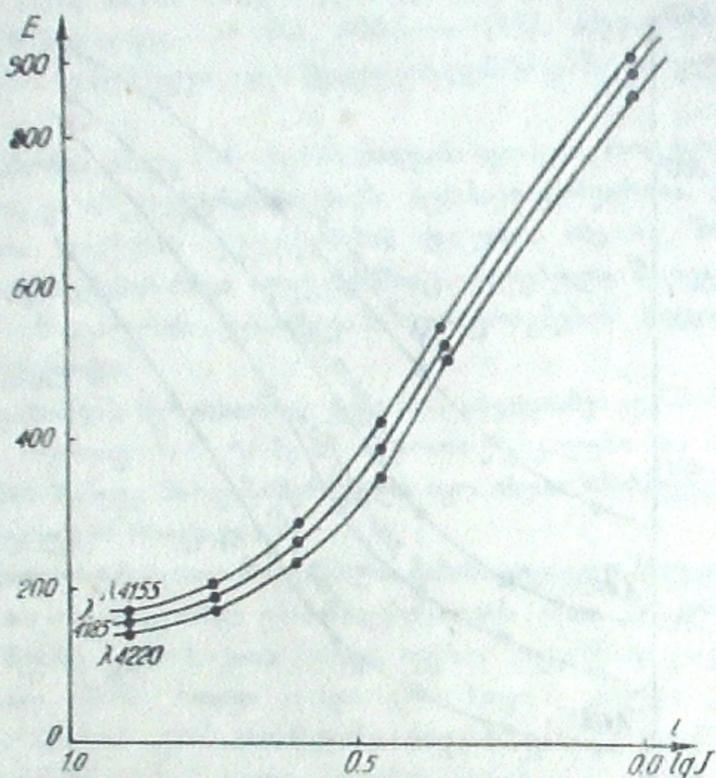


ნახ. 2 ჟერ.

აქვე მოგვყავს ნახაზი, რომელზედაც მოცემულია ერთი ფოტომეტრიული სკალის სამი მახასიათებელი მრუდი ხაზებისათვის $\lambda 4155, 4185$ და 4220 (ნახ. 3).

ფონის გავლენის აღრიცხვა. ვინაიდან სტანდარტული ვარსკვლავები ბევრად უფრო კაშკაშა იყო, ვიდრე ძირითადი პროგრამის ვარსკვლავები, კაპტენის არეების ფოტოგრაფირების დროს აუცილებელი იყო ექსპოზიციის 2—3-ჯერ გადიდება სტანდარტულ ვარსკვლავებთან შედარებით. ამიტომ დიდი ექსპოზიციის ნეგატივების ფონი დიდათ განსხვავდებოდა სტანდარტების ნეგატივების ფონისაგან. ამ ვარემოებამ გამოიწვია ფონის გავლენის აღრიცხვის აუცილებლობა.

ეს შემდეგნაირად შევასრულეთ. სპექტრულ ხაზზე ანათვალის n_x შეუფარდეთ არა ფონის ანათვალს n_ϕ , როგორც ჩვეულებრივ, არამედ ფირფიტის გაუნათებელი ადგილის ანათვალს. თუ შემდეგისათვის აღვნიშნავთ ფირფიტის გაუნათებელი ადგილის ანათვალს მიკროფოტომეტრზე n_e -თი, მაშინ გვექნება ფარდობა $E_1 = 1000 \frac{n_x}{n_e}$. ასეთივე ფარდობა გვექნება აგრეთვე ფონისთვის: $E_2 = 1000 \frac{n_\phi}{n_e}$. E_1 და E_2 მნიშვნელობებით მახასიათებელი მრუდ-



ნახ. 3 ჟერ.

დან განვსაზღვრავდით ინტენსივობის ლოგარითმს როგორც ხაზისთვის, ისე ფონისთვის, — ფირფიტის გაუნათებელი ადგილის მიმართ, ე. ი. $\lg I_1$ და $\lg I_2$ შესაბამისად.

სხვაობა $I_1 - I_2$ გვაძლევს ხაზის ინტენსივობას, რომლიდანაც გამორიცხულია ფონის ინტენსივობა. ამგვარად, ნეგატივზე ყველა გამონასახის საერთო ფონად მიღებულია ფირფიტის გაუნათებელი ადგილი. ფირფიტის გაუნათებელი ადგილის გაშავებულობა, ე. ი. ფირფიტის „ბინდი“ (вмяты) დამოკიდებულია მხოლოდ ფირფიტის გამელავენების პირობებზე. მაგრამ რადგან ფირფიტების გამელავენება ყოველთვის მუდმივ პირობებში მკაცრი დაცვით წარმოებდა, ნეგატივების ბინდი დიდად არ განსხვავდება ერთიმეორისაგან. ბინდის მიკროფოტომეტრული ანათვალის უცვლელად რჩებოდა 80—85 მილიმეტრის საზღვრებში.

ვინაიდან სტანდარტულ ვარსკვლავთა ნეგატივების ფონი თითქმის არ განსხვავდებოდა ბინდისაგან, საჭირო არ იყო ფონის მხედველობაში მიღება.

ექსტინქციის გაგვლენის აღრიცხვა. ვარსკვლავთა აბსოლუტური სიდიდეების განსაზღვრა დამყარებულია სპექტრული ხაზების ინტენსივობათა ფარდობებზე. ამიტომ, დედამიწის ატმოსფეროში შერჩევითი შთანთქმის შედეგად, ჩვენ მიერ განსაზღვრული ხაზების ინტენსივობათა ფარდობანი განსხვავდებიან მათი კემპარიტი მნიშვნელობებისაგან. როგორც ცნობილია, შთანთქმა იზრდება ტალღის სიგრძის შემცირებასთან ერთად.

მართალია, ჩვენს შემთხვევაში შესადარებელი ხაზების ტალღის სიგრძეებს შორის განსხვავება 65Å-ს არ აღემატება, მაგრამ დიდი ზენიტური მანძილების შემთხვევაში მაინც მოსალოდნელი იყო მიგველო მნიშვნელოვანი ცდომილებანი ხაზთა ინტენსივობის ფარდობათა შეფასების დროს (იხ. ცხრილი VII). ამიტომ ჩვენ გამოვირცხეთ შერჩევითი შთანთქმა, ვაწარმოეთ რა რედუქცია ზენიტზე. ამ მიზნით გამოყენებული იყო კარგად ცნობილი ფორმულა

$$\frac{I_x(\lambda)}{I_0(\lambda)} = p(\lambda)^{F(z)-1},$$

სადაც $I_x(\lambda)$ — სპექტრული ხაზის დაკვირვებით მიღებული ინტენსივობაა z ზენიტურ მანძილზე, ხოლო $I_0(\lambda)$ — ინტენსიობა ზენიტზე, ე. ი. $z=0$. ჰაერის მასის $F(z)$ -ის მნიშვნელობა აიღება ბემპორადის (Bemporad) ცხრილებიდან ³³. $z < 70^\circ$ -სთვის შეიძლება აღებულ იქნეს

$$F(z) \cong \sec z.$$

გამჭვირვალობის კოეფიციენტის $P(\lambda)$ -ის მნიშვნელობა, როგორც ცნობილია, დამოკიდებულია დაკვირვების ადგილის სიმაღლეზე ზღვის დონიდან და აგრეთვე მეტეოროლოგიურ პირობებზე. ამიტომ $P(\lambda)$ -ის მნიშვნელობა იცვლება არა მარტო ერთი დაკვირვების ადგილიდან მეორეზე გადასვლის შემთხვევაში, არამედ რამდენიმე საათის განმავლობაშიაც კი დაკვირვების ერთისა და იმავე ადგილისათვის. ამასთან დაკავშირებით, ფოტოგრაფიული დაკვირვების დროს დიდი მნიშვნელობა აქვს გამჭვირვალობის კოეფიციენტის განსაზღვრას დაკვირვების ყოველი პუნქტისათვის. ზენიტზე ზუსტი რედუქციის წარმოებისათვის კიდევ უფრო უმჯობესია განისაზღვროს $P(\lambda)$ დაკვირვების ყოველი ღამისათვის. მაგრამ ხშირად ეს დიდ პრაქტიკულ სიძნელეებთანაა დაკავშირებული. გარდა ამისა, $P(\lambda)$ ყანობილის მთაზე უჩვენებს მცირე სეზონურ ცვლილებას, რაც კარგად ჩანს VI ცხრილიდან. ეს ცხრილი ამოღებულია თ. მეგრელი შვილის ნაშრომიდან ³⁴ და იძლევა გამჭვირვალობის კოეფიციენტის საშუალო სეზონურ ცვლილებას ყანობილის მთაზე, რაც მიღებულია $P(\lambda)$ -ს ელექტროფოტომეტრიული განსაზღვრით ყვითელ და ლურჯ ფილტრებში. როგორც ცხრილიდან ჩანს, გამჭვირვალობის კოეფიციენტის საშუალო მნიშვნელობა წლის განმავლობაში თითქმის უცვლელი რჩება. ამიტომ ზენიტზე რედუქციის წარმოებისთვის ჩვენ ვიღებდით $P(\lambda)$ -ს საშუალო მნიშვნელობებს.

ცხრილი VI Таблица

	1942 წ.წ.		1943 წ.წ.		1944 წ.წ.		1945 წ.წ.	
	მმ. ჯელტ.	ლ. სინ.						
გაზაფხული Весна	0.85	0.74	0.83	0.62	0.84	0.70	0.82	0.66
ზაფხული Лето	0.83	0.64	0.80	0.65	0.83	0.60	—	—
შემოდგომა Осень	0.83	0.67	0.84	0.68	0.84	0.69	0.85	0.70
ზამთარი Зима	—	—	0.85	0.69	0.83	0.67	—	—
საშუალო წლის განმ. Среднее	0.84	0.68	0.83	0.66	0.84	0.68	0.84	0.68

ჩვენს სამუშაოსთან დაკავშირებით დასმული იყო ამოცანა გაგვესაზღვროს $P(\lambda)$ -ის საშუალო მნიშვნელობანი ტალღის სიგრძეებისათვის λ 4045, 4063, 4077, 4155, 4176, 4200, 4210, 4220 Å, რომელნიც გამოყენებულნი იყვნენ აბსოლუტური სიდიდეთა ჩვენს განსაზღვრებში.

გარდა ამისა, შეტად საინტერესო იყო განსაზღვრულიყო $P(4060)$ და $P(5400)$ -ის საშუალო მნიშვნელობანი, სადაც λ 4060 და λ 5400 წარმოადგენენ ეფექტური ტალღის სიგრძეებს BG_2 და GG_{11} ფილტრებისა იზოპანქრომატულ 400 HD-ფოტოაფსკებთან კომბინაციაში, რომლებიც გამოყენებული იყო მ. ვაშაკიძის მიერ გარეგალაქტიკურ ნისლეულთა ფერის მაჩვენებელთა განსაზღვრისას აბსტრუქტული ობსერვატორიაში.²²

იგივე ფილტრები გამოყენებული იყო ე. ხარაძის მიერ კაპტეინის არეებში ვარსკვლავთ ფერის მაჩვენებლების განსაზღვრისას.²³ მაგრამ ამ შემთხვევაში ხმარებული იყო სხვა ხარისხის ფოტოფირფიტები და ეფექტური ტალღის სიგრძეები უდრიდა $5560 \text{ \AA} \pm 80$ და $4240 \text{ \AA} \pm 70$ -ს, რაც, როგორც ჩანს, რამდენადმე განსხვავდება პირველი სისტემის ეფექტური ტალღის სიგრძეებისაგან. $P(4060)$ და $P(5400)$ -ის განსაზღვრა არ იყო მოკლებული ინტერესს არც მეორე სამუშაოსთვის, ვინაიდან მათი მნიშვნელობანი დიდად არ განსხვავდებიან $P(4240)$ და $P(5560)$ მნიშვნელობებისაგან.

ჩვენი ამოცანის ეს ორი ნაწილი ერთიმეორისაგან განსხვავდებოდა როგორც ფოტოგრაფიული მასალის მიღების, ისე მისი დამუშავების თვალსაზრისით, ამიტომ ცალ-ცალკე განხილვის მოითხოვს.

მთელი სამუშაო დაფუძნებული იყო ექსტინქციის თეორიაზე, როგორც ცნობილია, ამ თეორიის მიხედვით შთანთქმა ზენიტურ მანძილზე გამოისახება ფორმულით

$$m_z - m_0 = - \frac{\lg P}{0.4} [F(z) - 1],$$

სადაც $m_z - m_0 = \Delta m(z)$ წარმოადგენს შთანთქმის z ზენიტურ მანძილზე, გამოხატულს ვარსკვლავიერი სიდიდეებით (m_z -ხილული ვარსკვლავიერი სიდიდე ზენიტურ მანძილზე z , ხოლო m_0 —ზენიტში).

P მნიშვნელობა ამ ფორმულაში შეიძლება განისაზღვროს, თუ ერთსა და იმავე ფოტოფირფიტაზე თითოეული ვარსკვლავისთვის მივიღებთ რამდენიმე გამონახახს, გადაღებულს სხვადასხვა ზენიტურ მანძილზე. თუ ფორმულას დავწერთ ვარსკვლავისა და ზენიტური მანძილის შესაბამის ორი გამონახახისთვის, გვექნება:

$$m_{z_1} - m_0 = - \frac{\lg P}{0.4} [F(z_1) - 1],$$

$$m_{z_2} - m_0 = - \frac{\lg P}{0.4} [F(z_2) - 1],$$

საიდანაც მივიღებთ:

$$m_{z_1} - m_{z_2} = - \frac{\lg P}{0.4} [F(z_1) - F(z_2)];$$

აქედან $\lg P$ -სათვის გვექნება:

$$\lg P = -0.4 \frac{m_{z_1} - m_{z_2}}{F(z_1) - F(z_2)}$$

$m_{z_1} - m_{z_2}$ მიიღება z_1 და z_2 ზენიტურ მანძილზე ვარსკვლავთა დაკვირვებით $F(z_1) - F(z_2)$ აიღება ბემპორადის ცხრილებიდან. ამგვარად, უკანასკნელი, ფორმულა გამოიყენება P კოეფიციენტის განსაზღვრავად.

$P(4060)$ და $P(5400)$ -ის საშუალო მნიშვნელობების განსაზღვრისათვის ფოტოგრაფიული მასალა მიღებული იყო შმიდტის ანაბერაციულ 13"-კამერაზე. გამოყენებული იყო იზოპანქრომატული 400 HD—ფოტოაფსკი.

თითოეულ ფოტოაფსკეზე მიღებული იყო ვარსკვლავის რამდენიმე გამონახახი სხვადასხვა ზენიტურ მანძილზე, ზუსტად 5-წუთიანი ექსპოზიციით თითოეული მდებარეობისათვის. ექსპოზიციებს შორის დროის შუალედი მუდამ 30 წუთს უდრიდა. ამგვარად, თითოეულ ფირფიტაზე ყოველი ვარსკვლავისთვის მიღებული გვექნება 3—4 გამონახახი მერიდიანამდე ან მერიდიანის შემდეგ. ფოტოგრაფირება წარმოებდა ორ ფილტრში, კერძოდ BG_2 (ფოტოგრაფიული) და GG_{11} (ფოტოვიზუალური)—ფილტრებში, რომლებიც იზოპანქრომატულ 400 HD ფოტოაფსკთან ერთად იძლეოდნენ ეფექტური ტალღის სიგრძეებს 4060 \AA და 5400 \AA -ს, შესაბამისად.

ფორმულაში შემავალი m —ვარსკვლავიერი სიდიდეების განსაზღვრა მოხდენილი იყო ჩრდილო პოლარულ ვარსკვლავებზე რედუქციის მეთოდით. მახასიათებელი მრუდების აგებისათვის არეებთან ერთად წარმოებდა პოლარული არის ფოტოგრაფირება. პოლარული ვარსკვლავები, ცნობილი ვარსკვლავიერი სიდიდეებით, გამოყენებული იყო მახასიათებელი მრუდების (m_{ph}, E), (m_{is}, E) ასაგებად და აქედან—ფოტოგრაფიული და ფოტოვიზუალური ვარსკვლავიერი სიდიდეების განსაზღვრავად.

მიკროფოტომეტრის ანათვალით E მახასიათებელი მრუდებიდან განსაზღვრული იყო ვარსკვლავთა ფოტოგრაფიული m_{ph} ან ფოტოვიზუალური m_{pv} სიდიდეები, რომლებიც შეესაბამებოდნენ მოცემულ ზენიტურ მანძილებს. ამგვარად მიღებული სხვაობებით $m_{s1}-m_{s2}$ განსაზღვრული იყო P -ს მნიშვნელობა როგორც ფოტოგრაფიულ, ისე ფოტოვიზუალურ სხივებში (P_{ph} , P_{pv}).

მიღებული იყო განტოლებათა ორა სისტემა ფოტოგრაფიული (146 განტოლება) და ფოტოვიზუალური (227 განტოლება) ფილტრებისათვის. ამ სისტემათა ამოხსნის შედეგად P_{ph} და P_{pv} -სათვის მიღებული იყო შემდეგი საშუალო მნიშვნელობები:

$$P_{ph} = 0.732 \pm 0.009; \quad P_{pv} = 0.830 \pm 0.008.$$

ეს მნიშვნელობები საკმარისად ახლოსაა აბოტის მიერ მიღებულ მნიშვნელობებთან, რომელნიც განსაზღვრულნი იყვნენ მთა ვილსონის ობსერვატორიისათვის:

$$P(4060) = 0.730; \quad P(5400) = 0.870.$$

ზემოხსენებული ტალღის სიგრძეებისთვის გამჭვირვალობის კოეფიციენტის განსაზღვრავად სპექტროგრამები მიღებული იყო უკვე აღწერილი საობიექტივო პრიზით 8" კამერასთან კომბინაციაში. მუშაობის პროცესი მიმდინარეობდა პირველი შემთხვევის ანალოგიურად. ერთსა და იმავე ფირფიტაზე ყოველი ვარსკვლავისთვის მიღებული იყო სპექტრების მწკრივი, გადაღებული სხვადასხვა ზენიტურ მანძილზე. მახასიათებელი მრუდები მიღებული იყო საფეხურებიანი კვრიტის გამონახის საფუძველზე სპექტრის შესაბამის უბნებში.

ერთსა და იმავე ვარსკვლავის სპექტრში გაზომილი იყო ხაზების ინტენსივობა სხვადასხვა ზენიტურ მანძილზე. გამჭვირვალობის კოეფიციენტი სხვადასხვა ტალღის სიგრძეებისათვის განსაზღვრული იყო ფორმულიდან

$$\lg P(\lambda) = \frac{\lg I_{s1}(\lambda) - \lg I_{s2}(\lambda)}{F(\lambda_1) - F(\lambda_2)}$$

ეს უკანასკნელი წარმოადგენს წინათ დაწერილის სახეცვლილებას, სადაც ვარსკვლავიერი სიდიდეები შეცვლილია ხაზთა ინტენსიობებით I , პოგსონის (Pogson) ფორმულის მიხედვით. $I_{s1}(\lambda)$ და $I_{s2}(\lambda)$ ხაზის ინტენსიობებია λ_1 და λ_2 ზენიტურ მანძილზე.

განსაზღვრული იყო ხაზის ინტენსიობა ორ სხვადასხვა ზენიტურ მანძილზე და მიღებული იყო რა სხვაობა $\lg I_{s1}(\lambda) - \lg I_{s2}(\lambda)$, უკანასკნელი ფორმულით გამოთვლილი იყო $P(\lambda)$ -ს მნიშვნელობა.

ყოველი ტალღის სიგრძისთვის შედგენილი იყო შემდეგი სახის განტოლებათა სისტემა:

$$x - a = 0,$$

$$x = \lg P(\lambda);$$

$$a = \frac{\lg I_{s1}(\lambda) - \lg I_{s2}(\lambda)}{F(\lambda_1) - F(\lambda_2)}$$

სადაც

ამ სისტემათა ამოხსნის შედეგად მიღებული იყო $P(\lambda)$ -ს მნიშვნელობა მოცემული ტალღის სიგრძეებისათვის. მიღებული მნიშვნელობანი აღმოჩნდნენ ბევრად უფრო ნაკლებნი, ვიდრე კემპარიტი მნიშვნელობები მოცემული ტალღის სიგრძეებისათვის. მაგალითად:

$$\begin{aligned} P(4045) &= 0.566, & P(4063) &= 0.570, \\ P(4077) &= 0.572, & P(4155) &= 0.592, \\ P(4176) &= 0.596, & P(4200) &= 0.601, \\ P(4210) &= 0.603, & P(4220) &= 0.604. \end{aligned}$$

ამ ტალღის სიგრძეებისათვის მთა ვილსონზე აბოტის მიერ მიღებული მნიშვნელობანი შემდეგია:

$$\begin{aligned} P(4045) &= 0.732, & P(4063) &= 0.736, \\ P(4077) &= 0.740, & P(4155) &= 0.756, \\ P(4176) &= 0.760, & P(4200) &= 0.764, \\ P(4210) &= 0.766, & P(4220) &= 0.767. \end{aligned}$$

(გამჭვირვალობის კოეფიციენტის ეს მნიშვნელობანი აღებულია აბოტის ცხრილიდან უბრალო ინტერპოლაციით).

ასეთი დიდი განსხვავებანი ჩვენსა და აბოტის მნიშვნელობებს შორის გვაიძულებს ვიფიქროთ, რომ ჩვენი შედეგები არ არის საიმედო. მაგრამ, მეორე მხრით, როგორც ზემოთ დავინახეთ, გამჭვირვალობის კოეფიციენტის ჩვენ მიერ მიღებული მნიშვნელობები ფოტოგრაფიულ და ვიზუალურ სხივებში (BG_{β} და GG_{β}) კარგად უთანხმდება აბოტის მნიშვნელობებს. ეს ამბავი შეიძლება ახსნილ იქნეს იმ გარემოებით, რომ მეორე შემთხვევაში ჩვენ გაგვაჩნდა შედარებით მცირე დაკვირვებითი მასალა. დროის სიმცირემ და ინსტრუმენტის გადატვირთვამ გვაიძულა შემოვსაზღვრულიყავით მხოლოდ რამდენიმე ნეგატივით. გარდა ამისა, უნდა აღინიშნოს, რომ გამჭვირვალობის კოეფიციენტის განსაზღვრის მიზნით გამოყენებული იყო სტანდარტული ვარსკვლავების სპექტროგრამები, რომლებზედაც დამატებით გადაღებული იყო ორი სპექტრი თანაბარი ექსპოზიციებით. სტანდარტულ ვარსკვლავთა გამოყენებას ამ მიზნით ორგვარი მნიშვნელობა ჰქონდა. ერთი მხრივ—ყოველი დაკვირვების დამისთვის შესაძლებლობა გვექონოდა გამჭვირვალობის კოეფიციენტის განსაზღვრისა და მეორე მხრივ—ერთი და იგივე სპექტროგრამი გამოყენებული იყო როგორც სტანდარტი,—სარედუქციო მრუდის აგებისთვის, და აგრეთვე გამჭვირვალობის კოეფიციენტის განსაზღვრისათვის. მაგრამ სტანდარტულ ვარსკვლავთა მდებარეობა ყოველთვის არ გვაძლევდა საშუალებას გადაგველო ისინი დიდ ზენიტურ მანძილებზე და დიდი შუალედებით ორ მდებარეობას შორის. ამიტომ, მასალის დამუშავების დროს ბევრი ამ ვარსკვლავთაგან უვარგისი აღმოჩნდა ამ თვალსაზრისით, ვინაიდან როცა λ_1 დიდად არ განსხვავდება λ_2 -საგან, ან როცა $\lambda_1, \lambda_2 < 30^\circ$, სხვაობა $F(\lambda_1) - F(\lambda_2)$ ძალიან მცირე მნიშვნელობას ღებულობს. ამ შემთხვევაში ინტენსივობათა გაზომვის შეცდომა აკარბებს

$F(z_1) - F(z_2)$ სხვაობას და a კოეფიციენტი უკანასკნელ ფორმულაში ღებულობს დიდ მნიშვნელობებს, რითაც აიხსნება $P(\lambda)$ -ს მცირე მნიშვნელობანი.

გარდა ამისა, ხელისშემშლელ პირობად შეიძლება ჩაითვალოს აგრეთვე ის გარემოება, რომ ინსტრუმენტის საათიერი მექანიზმის სვლა ზოგჯერ იცვლებოდა თვით ინსტრუმენტის მდებარეობის შეცვლასთან ერთად. ეს გამოწვეული იყო ინსტრუმენტის არაზუსტი გაწონასწორებით სხვადასხვა სახის საშუაოს შესრულებასთან დაკავშირებით და ინსტრუმენტზე საომბიექტივო პრიზმის ხშირი ცვლის გამო. ამიტომ, დროის ერთსა და იმავე შუალედში სპექტრის გაგანიერება ფირფიტაზე ვარსკვლავის ორი მდებარეობისთვის არ იყო თანაბარი, რაც იწვევდა ცდომილებას სპექტრული ხაზების ინტენსივობათა განსაზღვრაში. სპექტრის სიგანე იმ შემთხვევაშიაც იცვლებოდა, როცა დაკვირვების დროს გვიხდებოდა ინსტრუმენტის გადაყვანა პერიდიანის ერთი მხრიდან მეორეზე. ამ ცვლილების მიზეზი ზემოთ იყო დაწვრილებით აღწერილი.

ყველა ამ ხელისშემშლელი პირობის გამო შეუძლებელი გახდა $P(\lambda)$ -ს ზუსტი მნიშვნელობების მიღება. მაგრამ, მეორე მხრივ, $P(\lambda)$ -ს რაც შეიძლება ზუსტ მნიშვნელობათა მიღება მეტად მნიშვნელოვანია შემდგომი მუშაობისათვის. ამიტომ ეს ამოცანა მოითხოვს შემდგომისათვის სერიოზულ და სპეციალურ განხილვას. ვინაიდან ყველაფერი ეს პრაქტიკულ სიძნელეებთან იყო დაკავშირებული და დიდ დროს მოითხოვდა. გადაწყვეტიეთ ჩვენი მიზნებისათვის გამოგვეყენებინა გამკვირვალობის კოეფიციენტის აბოტის მიერ განსაზღვრული მნიშვნელობანი.

გამოვიყენებდით რა კოეფიციენტის ამ მნიშვნელობებს ექსტინქციის გამორიცხვისთვის, მხედველობაში გვქონდა შემდეგი გარემოება: ერთი მხრივ, მთა ყანობილისა და მთა ვილსონის ობსერვატორიების მდებარეობა ზღვის დონის მიმართ თითქმის ერთნაირია; მეორე მხრივ, ჩვენ მიერ განსაზღვრული $P(\lambda)$ -ს მნიშვნელობები $\lambda 4060$ და $\lambda 5400$ ეფექტური ტალღის სიგრძეებისათვის ძალიან ახლოს მივიდა აბოტის მიერ მთა ვილსონისათვის განსაზღვრულ მნიშვნელობებთან. გარდა ამისა, შესადარებელი ხაზები სპექტრში ახლოს არიან ერთმანეთთან განლაგებულნი, ამიტომ შერჩევითი შთანთქმის გავლენა, როგორც ქვემოთ დავინახავთ, არ არის ძალიან დიდი.

ავიღეთ რა $P(\lambda)$ -ს აბოტის მიერ განსაზღვრული მნიშვნელობები, ვაწარმოეთ ექსტინქციის გამორიცხვა გვ. 85-ზე მოყვანილი ფორმულის მიხედვით, საიდანაც $\lg \frac{I_0(\lambda)}{I_r(\lambda)}$ -სათვის ვღებულობთ:

$$\lg \frac{I_0(\lambda)}{I_r(\lambda)} = -\lg P(\lambda) [F(z) - 1].$$

გვეცოდინება რა მნიშვნელობა $\frac{I_0(\lambda)}{I_r(\lambda)}$ და აგრეთვე დაკვირვებითი ინტენსიობა $I_r(\lambda)$, შეგვიძლია მივიღოთ ზენიტზე მიყვანილი ინტენსიობაც $I_0(\lambda)$.

გამოთვლების შედეგად გამოჩვენდა იქნა, რომ ექსტინქციის გავლენა მნიშვნელოვანია დიდი ზენიტური მანძილების შემთხვევაში და თითქმის ნულს უტოლდება $z < 30^\circ$ მნიშვნელობებისათვის, რაც კარგად ჩანს VII ცხრილიდან.

როგორც ამავე ცხრილზე ვხედავთ, თუ მხედველობაში არ მივიღებთ ექსტინქციას, აბსოლუტურ სიდიდეთა განსაზღვრაში სერიოზული ცდომილება შედის განსაკუთრებით დიდი ზენიტური მანძილების შემთხვევაში. ამ ცხრილში მოცემული ხაზების ინტენსივობათა ფარდობისათვის ექსტინქციის გამორიცხვის შედეგად ვარსკვლავის აბსოლუტური სიდიდე მცირდება,

ცხრილი VII Таблица

ვარსკვლავი Звезда	δ	$\frac{4220}{4155}$ ექსტინქციის გამორიცხვამდე До учета эстинкции	$\frac{4220}{4155}$ ექსტინქციის გამორიცხვის შემდეგ С учетом эстинкции	ექსტინქციის გავლენა აბს. სიდიდეზე (ΔM) Влияние эстинкции на абс. величину (ΔM)
α Gem	67° 52'	2.29	2.22	0.4
β Crv	63 45	1.74	1.70	0.3
ϵ Peg	60 40	1.99	1.95	0.3
56 UMa	57 15	1.50	1.47	0.3
61 UMa	50 30	1.59	1.56	0.2
λ Serp	46 50	1.34	1.31	0.2
η Cep	33 23	1.51	1.50	0.1
μ Peg	27 15	1.41	1.40	0.05

სარედუქციო მრუდები. აბსოლუტურ სიდიდეთა სარედუქციო მრუდების აგების დროს გამოყენებული იყო სტანდარტული ვარსკვლავები, რომლებიც მოცემულია IVa და IVb ცხრილებში.

ძირითად ბაზისად სარედუქციო მრუდების აგებისას აღებული იყო აბსოლუტური სიდიდეები, განსაზღვრულნი ტრიგონომეტრიული პარალაქსებიდან. სტანდარტულ ვარსკვლავთა ტრიგონომეტრიული პარალაქსები ამოკრეფილი იყო შლეზინგერის კატალოგიდან. იმ შემთხვევაში, როცა სტანდარტულ ვარსკვლავს ჰქონდა უარყოფითი ან ძალიან მცირე პარალაქსი ($\pi \leq 0.005$), ტრიგონომეტრიული აბსოლუტური სიდიდეები შევცვალეთ სპექტრული აბსოლუტური სიდიდეებით, რომლებიც ამოვიწერეთ პ. პარენაგოს საბარათო კატალოგიდან. ზოგიერთი ვარსკვლავისთვის სპექტრული აბსოლუტური სიდიდეები აღებული იყო ადამსის, ჯოის, ჰუმასონისა და ბრაიტონის კატალოგიდან. ჩვენ მიერ გამოყენებული აბსოლუტური სიდიდეები ხაზგასმულია IVa და IVb ცხრილებში.

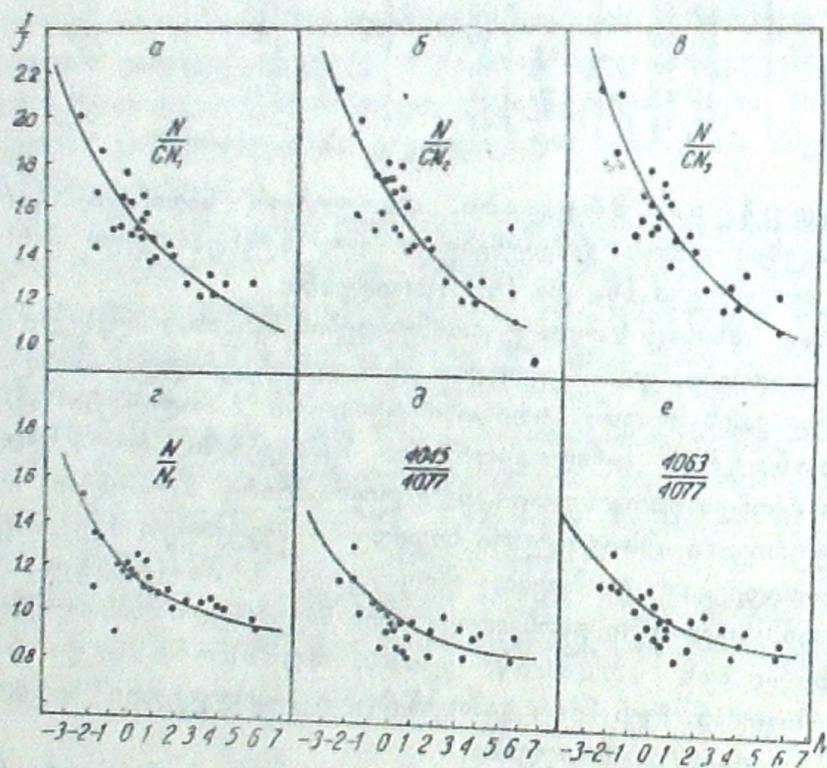
სარედუქციო მრუდები ავაგეთ ორი სპექტრული ინტერვალისთვის, კერძოდ G_0 -დან G_9 მდე და K_0 -დან K_9 -მდე ცალ-ცალკე. აბსოლუტური სიდიდის კრიტერიუმად ორივე შემთხვევაში მივიჩნიეთ ზემოთ მოყვანილი ფარდობები:

$$\frac{N}{CN_1}, \frac{N}{CN_2}, \frac{N}{CN_3}, \frac{N}{N_1}, 4045, 4063, 4077, 4077$$

ყოველი ხაზის ან ზოლის ინტენსიობა გაზომილი იყო სხვადასხვა ექსპოზიციის 3-4 გამონასახზე. ექსტინქციის გამორიცხვის შემდეგ ყოველი ხაზის

ან ზოლის ინტენსიობისთვის გამოთვლილი იყო საშუალო მნიშვნელობა. ამის შემდეგ, აბსცისათა ღერძზე აღებული იყო სტანდარტულ ვარსკვლავთა აბსოლუტური სიდიდეები, ხოლო ორდინატთა ღერძზე — ხაზთა ინტენსიობების ფარდობათა საშუალო მნიშვნელობანი. ამგვარად მიღებული მრუდები გამოყენებული იყო სარედუქციო მრუდებად საძიებელი აბსოლუტური სიდიდეების განსაზღვრისათვის.

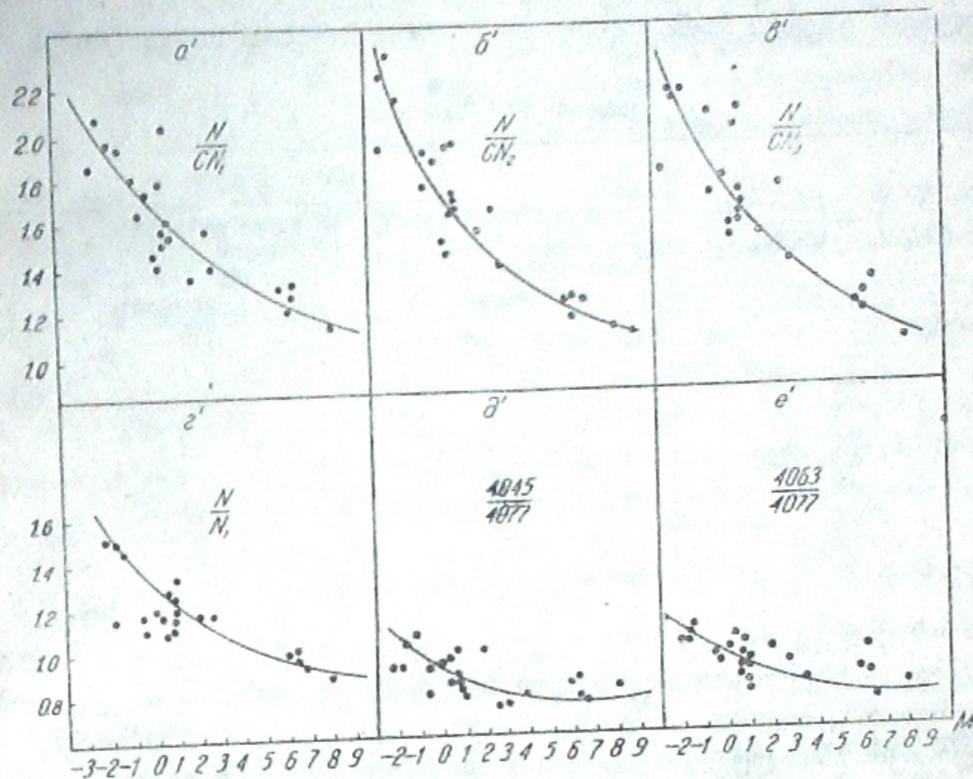
სულ მიღებული იყო ექვსი სარედუქციო მრუდი G სპექტრული კლასისთვის და ექვსი — K სპექტრული კლასისთვის, ამათგან 1—4 სარედუქციო მრუდი, ე. ი. მრუდები, მიღებულნი ფარდობებით: $\frac{N}{CN_1}$, $\frac{N}{CN_2}$, $\frac{N}{CN_3}$, $\frac{N}{N_4}$, ორივე შემთხვევაში გადაღვდა აბსოლუტური სიდიდეების უფრო საიმედო და ერთმანეთისაგან მცირედით განსხვავებულ მნიშვნელობებს. უკანასკნელი ორი მრუდის ნაკლები სიზუსტის მიზეზად, შეიძლება ის ჩაითვალოს, რომ, როგორც ზემოდ იყო ნათქვამი, სპექტრული ხაზი მიკროფოტომეტრზე ნაკლები სიზუსტით იზომებოდა, ვიდრე ზოლი ან უწყვეტი სპექტრი.



ნახ. 4 ჟერ.

როგორც მე-4 და მე-5 ნახაზებზე წარმოდგენილი G და K სარედუქციო მრუდებზე ჩანს, წერტილების გაბნევა არც ისე მცირეა, მაგრამ იგი ერთნაირია თითქმის ყველა მრუდზე სპექტრის ერთი რომელიმე ინტერვალისათვის. მაგალითად, წერტილი, რომელიც შეესაბამება β Drc-ს (აბსოლუტური სიდიდე: -1.7) ერთნაირად დაცილებია (a), (b), (c), (d) მრუდების საერთო სვლას,

ხოლო წერტილი, რომელიც შეესაბამება β And-ს (აბსოლუტური სიდიდე: +0.7) — (a'), (b'), (c'), (d'), (e') მრუდების სვლას. იგივე შეიძლება ითქვას სხვა წერტილებზეც. ეს გვაიძულებს ვიფიქროთ, რომ წერტილების მნიშვნელოვანი გაბნევა დამოკიდებულია უმთავრესად არა ხაზთა ინტენსიობების განსაზღვრის არასიზუსტეზე, არამედ ზოგიერთი სტანდარტული ვარსკვლავის აბსოლუტური სიდიდის არაზუსტ მნიშვნელობაზე.



ნახ. 5 ჟერ.

უნდა აღინიშნოს აგრეთვე ის მნიშვნელოვანი ფაქტიც, რომ ჩვენი სარედუქციო მრუდების დახრა (განსაკუთრებით ეს შეეხება a, b, c, a', b', c' მრუდებს) ერთნაირი არ არის. ის ბევრად უფრო დიდი და აბსოლუტური სიდიდეების უბანში. ამიტომ, ინტენსიობათა ორი სხვადასხვა ფარდობით ერთი რომელიმე მრუდიდან განსაზღვრულ აბსოლუტურ სიდიდეთა შორის სხვაობა გიგანტებისათვის უფრო ნაკლები იქნება, ვიდრე ჯუჯა ვარსკვლავებისათვის. ეს შედეგი კარგად მოჩანს VIII ცხრილიდან, სადაც მოცემულია ინტენსიობათა ორი ფარდობის სხვაობათა შესაბამისი სხვაობები აბსოლუტური სიდიდეებით, როგორც გიგანტი, ისე ჯუჯა ვარსკვლავებისათვის.

როგორც ლინდბლადი (Lindblad) მიუთითებს, ციანის შთანთქმა ვარსკვლავის სპექტრებში დამოკიდებულია არა მარტო აბსოლუტურ სიდიდეზე, არამედ რამოდენადმე ვარსკვლავთა სპექტრულ კლასზეც. ჩვენი ინტერვალისათვის G_0 -დან G_9 -მდე და K_0 -დან K_9 -მდე აუცილებელი იყო ჩვენება იმისა, თუ აბსოლუტური სიდიდის ცდომილებათა რა საზღვრებში გამოვლინდება ციანის შთანთქმის დამოკიდებულება სპექტრულ კლასზე, შესაძლო იყო თუ არა ამ

ეფექტის აღმოჩენა ჩვენს მასალაზე. შეიძლება აგრეთვე გვეფიქრა, რომ წერტილთა გაბნევა სარედუქციო მრუდებზე შესაძლებელია გაზრდილიყო სწორედ ამ ეფექტის ხარჯზე. ამისათვის თითოეული ინტერვალი გაყოფილი იყო ორ ნაწილად და აგებული იყო სარედუქციო მრუდები G_0-G_1 , G_2-G_3 , K_0-K_1 და K_2-K_3 ინტერვალებისათვის ცალ-ცალკე. ასეთი დაყოფის შედეგად ცალკეულმა მრუდებმა თითქმის არ უჩვენა გადახრა საშუალო მრუდიდან. ამგვარად, ტანის შთანთქმის დამოკიდებულება სპექტრულ კლასზე არ უჩვენებს მნიშვნელოვან ეფექტს ჩვენი სპექტრული ინტერვალებით სარგებლობის შემთხვევაში.

ცხრილი VIII Таблица

$\left(\frac{N}{CN_1}\right)_1 - \left(\frac{N}{CN_1}\right)_2$	ΔM	
	გიგანტები—მრუდის ზედა ნაწილი Гиганты—верхн. часть кривой	ჯუჯა ვარსკვლავები—მრუდის ქვედა ნაწილი Карлики—нижн. часть кривой
0.1	0.1	0.2
0.3	0.1	0.5
0.5	0.2	1.0
0.6	0.3	1.2
0.7	0.4	1.4
0.8	0.4	1.6
0.9	0.5	1.8
1.0	0.5	2.0

ვარსკვლავთა აბსოლუტური სიდიდეების განსაზღვრა. გამოსაკვლევ ვარსკვლავთა სპექტრული ზოლებისა და ხაზების ინტენსივობათა განსაზღვრული ფარდობებით და სათანადო სარედუქციო მრუდების ხმარებით მიღებული იყო აბსოლუტური სიდიდეთა მნიშვნელობანი. როგორც იყო ნათქვამი, ცალკეული G და K სპექტრული კლასისთვის ექვსი სარედუქციო მრუდი გვქონდა. ამათომ თითოეული ვარსკვლავისთვის გვქონდა შესაძლებლობა ინტენსივობათა ექვსი ფარდობის საფუძველზე მიგველო აბსოლუტური სიდიდის ექვსი განსაზღვრა. მაგრამ, ვინაიდან რამდენიმე ნეგატივი გვქონდა თითოეული არისთვის, ე. ი. თითოეული ვარსკვლავისთვის, აბსოლუტური სიდიდე განსაზღვრული იყო 6-24-ჯერ ექვსი სარედუქციო მრუდიდან. შემდგომ ყველა ამ განსაზღვრიდან აღებული იყო საშუალო არითმეტიკული.

იმ შემთხვევაში, როცა აბსოლუტური სიდიდის ზოგიერთი მნიშვნელობა მეტისმეტად განსხვავდებოდა იმ საშუალო მნიშვნელობისაგან, რომელიც მიღებული იყო რამდენიმე განსაზღვრით (ზღვრული გადახრა: $\pm 3^M 5$), იგი ამოგდებული იყო ხოლმე საშუალო არითმეტიკული გამოთვლის დროს. 1395 განსაზღვრიდან ასეთი შემთხვევა სულ 21 იყო. უმეტეს შემთხვევაში ეს განსხვავებული მნიშვნელობები მიღებული იყო $\frac{4045}{4070}$ და $\frac{4063}{4070}$ სარედუქციო მრუდებიდან, რომლებზედაც უკვე გვქონდა საუბარი.

ზოლებისა და ხაზების ინტენსივობათა განსაზღვრის დროს ზემოთ ნაჩვენები წესის მიხედვით გამოირიცხული იყო როგორც ექსტინქციის, ისე ფონის გავლენა.

სარედუქციო მრუდების მიხედვით შედგენილი იყო ცხრილები, რომლებიდანაც უშუალოდ ხდებოდა ვარსკვლავთა აბსოლუტური სიდიდეების განსაზღვრა.

ამგვარად განსაზღვრული იყო 120 ვარსკვლავის აბსოლუტური სიდიდეები კაპტეინის 9 არისათვის. ამათგან 58 ვარსკვლავი ეკუთვნის G კლასს, ხოლო 62— K კლასს. ამ რიცხვებში შედის აგრეთვე ის ვარსკვლავები, რომლებიც არ ეკუთვნიან ბერგედორფის კატალოგს და რომელთა აბსოლუტური სიდიდეები მაინც განესაზღვრეთ.

ამ ვარსკვლავთა სპექტრული კლასიფიკაცია არ იყო ჩვენ მიერ მოხდენილი, არამედ მთლიანად დავყარდებით კენონის (Cannon) კლასიფიკაციას, მით უფრო, რომ ეს ვარსკვლავები კაშკაშა ვარსკვლავებია და მათი კლასიფიკაცია სარწმუნო უნდა იყოს. ყოველ შემთხვევაში, საეჭვო იყო უკეთესი შედეგები მიგველო ჩვენი მცირე დისპერსიანი სპექტროგრაფებით.

განსაზღვრის ცდომილება. განსაზღვრათა სიზუსტის გამოკვლევის მიზნით გამოთვლილი იყო როგორც საშუალო არითმეტიკულის საშუალო ალბათი ცდომილება, ისე აბსოლუტური სიდიდის ერთი განსაზღვრის საერთო ცდომილება.

საშუალო არითმეტიკულის საშუალო ალბათი ცდომილება გამოთვლილი იყო ფორმულით

$$\rho = \pm 0.674 \sqrt{\frac{[\eta\eta]}{n(n-1)}}$$

სადაც $[\eta\eta]$ წარმოადგენს რამდენიმე განსაზღვრის საშუალო არითმეტიკულსა და მოცემულ მნიშვნელობათა შორის სხვაობათა კვადრატების ჯამს, ხოლო n განსაზღვრათა რიცხვია. ჩვენს შემთხვევაში n -ს აქვს მნიშვნელობანი 6-დან 24-მდე. ρ გამოთვლილი იყო თითოეული ვარსკვლავისთვის ცალ-ცალკე, რის შემდეგ განსაზღვრული იყო მისი საშუალო მნიშვნელობა. 120 ვარსკვლავის აბსოლუტური სიდიდის 1374 განსაზღვრიდან საშუალო არითმეტიკულის საშუალო ალბათური ცდომილება აღმოჩნდა

$$\rho = \pm 0^M 31.$$

აბსოლუტური სიდიდის ერთი განსაზღვრის საშუალო ცდომილება გამოთვლილი იყო ფორმულით

$$\sigma = \pm \sqrt{\frac{[\eta\eta]}{n-1}}$$

სადაც $[\eta\eta]$ და n -ს აქვთ იგივე მნიშვნელობები, რაც პირველ შემთხვევაში. აბსოლუტური სიდიდის ერთი განსაზღვრის საშუალო ცდომილება, გამოთვლილი 82 ვარსკვლავისათვის, აღმოჩნდა

$$\sigma = \pm 1^M 24.$$

ალბათი ცდომილება კი ცოტათი აღემატება $\pm 0^M 8$ -ს.

განსაზღვრული იყო საშუალო არითმეტიკულის საშუალო ალბათი ცდომილება G და K კლასებისთვის ცალ-ცალკე მიღებული იყო მნიშვნელობები ± 0.26 და ± 0.35 ,

შესაბამისად. ამ მონაცემებიდან ჩანს, რომ ჩვენ მიერ შერჩეული აბსოლუტური სიდიდის კრიტერიუმები უკეთეს შედეგებს იძლევა G კლასისათვის ვიდრე K კლასისათვის.

გამოიყენა რა ციანის შთანთქმა აბსოლუტური სიდიდის კრიტერიუმად, ლინდბლადმა¹⁷ აღმოაჩინა, რომ ციანის შთანთქმა დამოკიდებულია აგრეთვე სპექტრულ კლასზე. მისი ინტენსიობა იზრდება G_0 -დან K_2 -მდე და შემდეგ კი კლებულობს. K კლასში ციანის შთანთქმა საგრძნობლად იცვლება. ბეკერმა¹⁸ (F. Becker) მიუთითა ამგვარ მოვლენაზე.

შესაძლებელია ჩვენი შედეგი ამტკიცებდეს ლინდბლადისა და ბეკერის მიერ აღნიშნულ ფაქტს.

აბსოლუტურ სიდიდეთა სია. IX ცხრილში მოყვანილია G და K ტიპის 120 ვარსკვლავის აბსოლუტურ სიდიდეთა მნიშვნელობანი. ცხრილში ვარსკვლავები დალაგებულია პირდაპირი აღვლენის მიხედვით კაპტეინის ცალკეული არეებისათვის. პირველი სვეტი შეიცავს რიგით ნომერს, მეორე და მესამე სვეტში მოცემულია კაპტეინის არისა და ვარსკვლავის ნომერი ბერგედორფის კატალოგის მიხედვით. ვარსკვლავები, რომლებიც არ შედიან ბერგედორფის კატალოგში, მოცემულია ამ კატალოგის ნომრის გარეშე. ცხრილის მეოთხე, მეხუთე და მეექვსე სვეტები შეიცავს Henry Draper-ის კატალოგის ნომერსა და კოორდინატებს თითოეული ვარსკვლავისათვის. ფოტოგრაფიული ვარსკვლავიერი სიდიდე და ვარსკვლავის სპექტრი მეშვიდე და მერვე სვეტებში აღებულია ბერგედორფის კატალოგის მიხედვით. მაგრამ იმ ვარსკვლავებისათვის, რომლებიც არ ეკუთვნიან ამ კატალოგს, ფოტოგრაფიული ვარსკვლავიერი სიდიდეები და სპექტრები აღებულია Henry Draper-ის კატალოგის მიხედვით. მეცხრე სვეტში მოყვანილია აბსოლუტური სიდიდეების საშუალო მნიშვნელობანი. მეათე სვეტი შეიცავს საშუალო არითმეტიკულის ალბათურ ცდომილებას ცალკეული ვარსკვლავისთვის, რომელთა მიხედვითაც შემდგომ განსაზღვრული იყო საშუალო არითმეტიკულის საშუალო ალბათური ცდომილება ჩვენი განსაზღვრებისათვის. დაბოლოს, უკანასკნელი სვეტი იძლევა აბსოლუტური სიდიდის განსაზღვრათა რიცხვს ერთი ვარსკვლავისათვის; ფრჩხილებში ნაჩვენებია იმ ნეგატივების რაოდენობა, რომლებიც გამოყენებული იყო აბსოლუტური სიდიდეების განსაზღვრისათვის.

შედეგების დისკუსია. ბუნებრივია, რომ განსაკუთრებული მნიშვნელობა ჰქონდა ჩვენ შედეგთა შედარებას იმ შედეგებთან, რომლებიც მიღებულია აღნიშნული ვარსკვლავებისათვის სხვა ობსერვატორიებში, მით უფრო, რომ აბსოლუტური სიდიდის ზოგიერთი კრიტერიუმი პირველად ჩვენ მიერ იყო გამოყენებული. ზედმეტი არ არის აღინიშნოს, რომ ეს ახალი კრიტერიუმები ჩვენს გამოთვლებში იძლეოდა უფრო მეტად საიმედო სარედუქციო მრუ-

ცხრილი IX Таблица

№№	KA	№№ Brgd	№№ HD	α_{1900}	δ_{1900}	m ^{ph}	Sp	M _{vis}	ρ	n
1	21		8918	1 22.8	+45.6'	9.12	K0	M	±0.580	5(2)
2	21	1702+	9057	1 24.1	+46 30	6.11	G5	-0.3	0.284	16(4)
3	21	1150	9747	1 30.3	+46 48	8.07	G8 d	1.4	0.360	16(3)
4	21	1162	9977	1 32.4	+45 55	8.84	G0 d	3.5	0.227	4(1)
5	21		10006	1 32.6	+45 50	8.85	K5 g	1.0	0.407	6(1)
6	21	137	10072	1 33.4	+43 52	5.87	G5	0.6	0.540	8(2)
7	21	1195	10086	1 33.5	+45 23	6.94	G4 d	3.1	0.228	22(5)
8	21	604	10212	1 34.8	+44 30	8.88	K3 d	0.2	0.402	12(2)
9	21	685	10486	1 37.2	+44 48	7.31	G7	-0.4	0.251	21(5)
10	21	1355	10597	1 38.3	+45 39	7.78	K3	-0.7	0.246	25(5)
11	21	1999	10712	1 39.6	+46 12	8.85	K5	2.8	0.206	8(2)
12	21	943	11243	1 45.4	+44 30	8.56	G8 d	1.8	0.342	6(1)
13	21	2161	11252	1 45.5	+46 36	8.02	G8 d	1.9	0.231	18(3)
14	11		50551	6 48.7	+57 41	7.20	K2	1.8	0.354	14(3)
15	11		52068	6 54.7	+58 5	8.8	K2	1.3	0.528	12(2)
16	11	378	52708	6 57.2	+59 57	7.78	G8 g	-0.5	0.205	20(4)
17	11	807	53633	7 0.7	+60 57	7.73	G8 d	0.8	0.257	24(5)
18	11		53711	7 1.0	+62 17	8.8	K5	0.6	0.316	10(2)
19	11	448	54012	7 2.2	+59 32	9.18	G7 g	0.1	0.188	13(3)
20	11	456	54099	7 2.5	+59 13	8.42	G7 g	-0.2	0.245	23(4)
21	11	833	54122	7 2.6	+60 23	8.25	G8 g	0.2	0.192	24(5)
22	11		54240	7 3.0	+58 10	8.8	G5	1.8	0.346	12(2)
23	11		54943	7 5.8	+62 19	8.4	G0	2.1	0.215	12(2)
24	11	519	55178	7 6.8	+59 56	8.10	G4 g	0.8	0.135	25(5)
25	11	527	55280	7 7.2	+59 49	6.49	K0 g	1.9	0.304	14(4)
26	11	579	56243	7 11.2	+59 26	8.33	K1 g	1.2	0.284	21(5)
27	11	661	57925	7 18.3	+59 22	9.09	K7 g	0.6?	0.430	4(1)
28	11		58184	7 19.4	+62 5	8.46	K0	1.1	0.249	12(2)
29	11		59033	7 23.1	+61 58	7.53	G5	0.4	0.046	9(2)
30	27		59555	7 25.4	+46 45	8.8	G5	2.3	0.280	6(1)

7. აბასთ ასტროფ. ობს. ბიულ., № 10

ცხრილი IX. ცხრილი IX (გაგრძელება, პროდღენი)

№	№№ K.A	№№ Brgd	№№ HD	α ₁₉₀₀	δ ₁₉₀₀	m, μ	Sp	M _{rel}	ρ	n
31	27	1248	60437	h m 7 29.3	+46° 24'	m 7.22	K5 d:	M 2.1	±0.405	7(2)
32	27		61317	7 33.7	+46 51	8.91	Ko	1.8	0.252	12(2)
33	27	1332	61745	7 35.7	+46 3	8.69	G5 g	0.6	0.179	11(2)
34	27	561	61995	7 36.8	+44 2	7.86	G8 g:	0.4	0.295	8(2)
35	27	1007	62068	7 37.1	+45 36	8.37	G8 g	-0.7	0.088	8(2)
36	27		62342	7 38.4	+43 15	8.64	G8 d:	1.5	0.406	12(2)
37	27	211	62380	7 38.6	+44 32	9.22	G3 d:	0.7	0.330	4(1)
38	27	603	62627	7 39.9	+45 30	9.35	G8 g:	1.87		1(1)
39	27	1070	62668	7 40.1	+47 36	9.35	Ko	2.1	0.527	6(1)
40	27	1120	63159	7 42.4	+45 7	8.94	G5 g	0.7	0.208	11(2)
41	27	1422+	63279	7 43.0	+46 49	9.0	Go d:	2.6	0.403	6(1)
42	27	299	63297	7 43.1	+43 54	9.35	Go d:	-0.5?	0.382	4(1)
43	27	1140	63349	7 43.4	+45 36	9.01	Ko d:	0.5	0.191	11(2)
44	27	1462	63903	7 46.2	+46 1	7.96	G5 g	-0.1	0.290	10(2)
45	27		64106	7 47.2	+47 38	7.38	Ko	-0.5	0.262	16(3)
46	27		64144	7 47.4	+47 49	6.69	Ko	-0.6	0.371	7(2)
47	27	784	64253	7 47.9	+44 15	8.01	G5 g:	0.2	0.180	8(2)
48	28		72132	8 26.1	+42 28	8.5	G5	2.2?	0.700	6(1)
49	28	363	73277	8 32.5	+44 35	9.27	G7 g	1.6	0.161	6(1)
50	28	1210	73593	8 34.1	+46 11	6.27	G5 g	2.3	0.283	14(3)
51	28		73971	8 36.1	+47 16	6.99	G5	2.2	0.204	11(2)
52	28		74214	8 37.6	+42 28	8.12	K2	2.2	0.528	4(1)
53	28		74390	8 38.7	+42 47	9.0	Ko	1.9?	0.771	6(1)
54	28	491	74463	8 39.1	+44 2	9.32	G5 g	0.8	0.171	16(3)
55	28	1367	75388	8 44.6	+46 17	8.72	K8 g:	2.2?	0.438	11(2)
56	28	655	75506	8 45.3	+44 06	5.98	G5 g	1.2	0.232	10(2)
57	28	1044	75523	8 45.4	+45 41	7.03	K2 g	0.4?	0.246	18(3)
58	28		75550	8 45.6	+42 23	7.14	Ko	2.9	0.432	14(3)
59	28	280	75949	8 48.0	+43 58	7.73	G3 d	2.6	0.230	17(3)
60	28	742	76171	8 49.4	+44 3	8.05	G3 d:	2.2	0.242	18(3)

ცხრილი IX. ცხრილი IX (გაგრძელება, პროდღენი)

№	№№ K.A	№№ Brgd	№№ HD	α ₁₉₀₀	δ ₁₉₀₀	m, μ	Sp	M _{rel}	ρ	n
61	28	748	76239	h m 8 49.8	+44° 38'	m 8.73	G8 g	M -1.2	±0.336	5(1)
62	28	1458	76291	8 50.1	+40 1	6.61	Ko g:	1.7	0.313	17(3)
63	37		160950	17 37.7	+43 31	6.67	Ko	0.2	0.450	5(1)
64	37	266	161369	17 40.1	+44 8	7.83	K3 g:	1.8	0.643	6(1)
65	37		162299	17 45.3	+47 37	8.06	Ko	0.2	0.337	6(1)
66	37	1068	163075	17 49.2	+46 41	7.83	G9 g:	-2.5	0.115	4(1)
67	37		163418	17 51.0	+42 41	8.58	Ko	3.2	0.129	4(1)
68	37	801	163589	17 51.8	+45 33	8.38	G5 g:	2.4	0.496	6(1)
69	37		164077	17 54.4	+47 14	8.82	Ko	0.7	0.483	6(1)
70	37	227	164575	17 56.7	+43 14	7.74	K2 g	1.3	0.426	6(1)
71	37		164646	17 57.1	+45 31	7.57	K7 g:	-0.3	0.243	4(1)
72	37	892	164921	17 58.4	+47 23	8.26	Ko	-2.2	0.296	4(1)
73	37		165109	17 59.3	+47 52	8.44	Ko	0.0	0.124	6(1)
74	37		165144	17 59.5	+45 16	8.46	Ko	2.0	0.440	6(1)
75	37		165566	18 1.5	+42 51	8.49	Ko	0.9	0.388	6(1)
76	40	1635	198237	20 43.9	+45 13	8.22	K8 g:	2.4?	0.388	8(2)
77	40	862	199098	20 49.8	+44 48	6.49	Ko g:	-0.8	0.200	10(2)
78	40	2108	199394	20 51.8	+45 58	7.90	G8 g:	0.2	0.188	12(2)
79	40		199512	20 52.6	+42 23	7.71	Ko	1.0	0.313	11(2)
80	40	354	199547	20 52.8	+43 31	8.17	G8 g	-0.4	0.214	14(3)
81	40		199580	20 53.1	+47 30	8.9	Ko	3.0	0.224	22(4)
82	40	1128	199870	20 54.8	+44 4	6.48	Ko g:	-2.1	0.091	8(2)
83	40	1154	199939	20 55.2	+44 1	8.52	Ko g	-1.1	0.225	10(2)
84	40	395	199956	20 55.3	+43 40	7.86	G8 g	-0.7	0.119	14(3)
85	40	1167	200019	20 55.7	+44 24	7.81	G4 d:	1.0	0.294	16(3)
86	40	405	200060	20 56.0	+43 50	8.76	Ko g	1.0	0.191	12(2)
87	40	1193	200102	20 56.3	+44 36	7.71	G7 g:	0.0	0.259	17(3)
88	40		200561	20 59.1	+44 14	8.7	Ko	1.4	0.669	10(2)
89	40		200754	21 0.3	+43 12	8.90	K2	0.3	0.216	10(2)
90	40		200905	21 1.3	+43 32	5.10	K5	1.1?	0.573	4(1)

ცხრილი IX. Таблица (გაგრძელება продолжение)

№№	KA	№№ Brgd	№№ HD	α_{1900}	δ_{1900}	$m_p h$	Sp	M_{vis}	ρ	n
91	18	1598	20332	21 15.9	+61°21'	8.17	G8 g	-0.2	±0.302	10(2)
92	18	1699	204212	21 22.0	+61 17	8.331	G7 g	-0.8	0.296	14(3)
93	18	1750	204612	21 24.7	+61 39	8.01	G8 g	-0.3	0.150	17(3)
94	18	1767	204721	21 25.5	+61 40	7.41	G5 g	-0.9	0.217	16(3)
95	18	175	205113	21 28.1	+58 58	7.421	G5 g	2.1	0.198	20(4)
96	18	1347	205481	21 30.5	+60 37	8.351	G5 d: :	3.0	0.264	12(2)
97	18	1976	206078	21 34.6	+61 52	7.56	G5 g	1.7	0.229	17(3)
98	18	842	206536	21 37.6	+59 18	7.531	G8 g	0.0	0.273	21(4)
99	18		206842	21 39.7	+58 48	7.28	K2	0.21	0.304	20(4)
100	18		207067	21 41.4	+60 25	8.24	G5	2.7	0.203	22(4)
101	18		207086	21 41.5	+57 45	8.8	K0	2.1	0.306	16(3)
102	42		215028	22 37.2	+43 55	9.0	G5	3.6	0.374	12(2)
103	42		215335	22 39.3	+44 0	8.34	K0	1.9	0.302	19(2)
104	42	1520+	215344	22 39.4	+46 53	8.00	K2 d: :	1.3	0.215	16(3)
105	42	989	215705	22 42.0	+45 41	8.11	K7 d: :	2.0	0.486	12(2)
106	42		216284	22 46.6	+42 43	8.7	K0	1.6	0.248	10(2)
107	42	1758	216396	22 47.5	+46 12	7.981	G8 d: :	0.1	0.292	12(2)
108	42		216397	22 47.5	+42 47	6.35	K5	5.6	0.629	6(2)
109	42	1247	216560	22 48.8	+45 9	8.90	K0 g	0.9	0.398	11(2)
110	42	204	216850	22 51.3	+43 46	7.601	G8 d: :	2.3	0.225	14(3)
111	42	1882	216960	22 52.2	+46 50	8.70	K0 d: :	0.4	0.360	12(2)
112	42		217073	22 52.9	+42 28	8.08	K5	1.3	0.536	6(1)
113	42	273	217335	22 54.9	+43 22	8.71	K4 d: :	1.3	0.336	11(2)
114	42	854	217731	22 57.6	+44 2	7.43	K0 g: :	0.4	0.338	16(3)
115	43		223705	23 46.8	+42 21	7.91	K0	-0.6	0.195	11(2)
116	43	747	223952	23 48.8	+43 59	9.00	K5 g: :	1.6	0.306	10(2)
117	43		224100	23 50.0	+47 11	8.14	K0	0.4	0.261	12(2)
118	43		224165	23 50.6	+46 48	7.13	K0	-2.8	0.101	4(1)
119	43	1922	224341	23 52.0	+46 3	8.89	K5 g	-0.5	0.252	7(2)
120	43	977	224894	23 56.5	+44 7	7.83	G8 g	-0.9	0.248	10(2)

ლებს $\frac{N}{CN_1}$, $\frac{N}{CN_2}$, $\frac{N}{CN_3}$. ამ სამი სარედუქციო მრუდიდან მიღებული აბსოლუტური სიდიდის მნიშვნელობანი დიდად არ განსხვავდებოდნენ ერთმანეთისაგან.

იმისათვის, რომ გამოვეყრკვია, თუ როგორი იყო თანხმობა ამ მრუდებიდან მიღებულ განსაზღვრებს შორის, გამოთვლილი იყო საშუალო და სისტემატური გადახრა აბსოლუტური სიდიდეების იმ მნიშვნელობათა შორის, რომლებიც მიღებული იყო $\frac{N}{CN_1}$ და $\frac{N}{CN_2}$ სარედუქციო მრუდებიდან.

225 განსაზღვრისათვის საშუალო გადახრა $\frac{N}{CN_1} - \frac{N}{CN_2}$ აღმოჩნდა ტოლი ± 0.063 , ხოლო სისტემატური გადახრა აღნიშნული წყვილისათვის -0.024 -ისა.

სამწუხაროდ, ძალიან ცოტა მასალა გაგვაჩნდა იმისათვის, რომ ჩვენი შედეგები შეგვედარებინა სხვა მონაცემებთან. სულ 28 ვარსკვლავი აღმოჩნდა საერთო ჩვენს სიასა და ადამსის, ჯოის, ჰუმასონისა და ბრაიტონის 1935 წლის კატალოგში. მხოლოდ ექვს ვარსკვლავს გააჩნდა ტრიგონომეტრიული პარალაქსი. ასეთი მცირე მასალის შედარების შედეგად, რა თქმა უნდა, შეუძლებელი იყო მიგველო რაიმე ამომწურავი დასკვნა.

ქვემოთ მოგვყავს იმ ვარსკვლავების ცხრილი, რომელთა აბსოლუტური სიდიდეები განსაზღვრული იყო აბასთუმნის და მთა ვილსონის ობსერვატორიებში. აქვეა მოყვანილი ტრიგონომეტრიული აბსოლუტური სიდიდეები იმ ვარსკვლავთათვის, რომლებსაც აღმოაჩნდათ ტრიგონომეტრიული პარალაქსები.

განსაკუთრებული ინტერესი გამოიწვია ვარსკვლავმა HD 216397, რომლისთვისაც აბსოლუტურ სიდიდეთა მნიშვნელობანი, მიღებულნი ჩვენთან და მთა ვილსონის ობსერვატორიაში, დიდად განსხვავდებიან ერთმანეთისაგან. სამწუხაროდ, ამ ვარსკვლავს არ გააჩნია ტრიგონომეტრიული პარალაქსი, რის გამოც შეუძლებელი გახდა ამ შედეგების შემოწმება. გარდა ამისა, ყურადღებას იქცევს ის, რომ ამ ვარსკვლავის საკუთარი მოძრაობა საკმარისად დიდია, სახელდობრ: 0.16 წელიწადში, ხოლო ვიზუალური ვარსკვლავიერი სიდიდე ტოლია 5.2-ისა. ჩვენ შევეცადეთ ვაგვესაზღვრა აბსოლუტური სიდიდე ამ ვარსკვლავისა არაპირდაპირი გზით, კაპტეინისა და ვან-რაინის (Van Rhijn) ცნობილი ემპირიული ფორმულით. ეს სტატისტიკური ფორმულა გამოიყენება ვარსკვლავთა ჯგუფის საშუალო პარალაქსების განსაზღვრისათვის და, რა თქმა უნდა, ერთი ვარსკვლავის შემთხვევაში მას შეუძლია მოგვცეს დიდად განსხვავებული მნიშვნელობა. ყოველ შემთხვევაში, საინტერესო იყო მიგველო მისთვის აბსოლუტური სიდიდის მიახლოებული მნიშვნელობა. იგი აღმოჩნდა 2.4 .

დიდი განსხვავების გამო ვარსკვლავი HD 216397 გამორიცხული იყო საერთო შედარებიდან. დანარჩენი 27 ვარსკვლავისთვის განსაზღვრული იყო საშუალო გადახრა $M_{mv} - M_{ms}$ (მთა ვილსონი მინუს მთა ყანობილი), რომლისთვისაც მიღებული იყო მნიშვნელობა ± 1.1 . სისტემატური გადახრა კი $+0.10$ აღმოჩნდა.

ცხრილი X Таблица

№№	HD	Sp	Mmk	Mmw	Mtr
1	199870	K0 g:	-2.1	0.8	-
2	198237	K8 g:	2.4 ²	0.1	-
3	200905	K5	1.1 ²	-2.0	-3.0
4	199098	K0 g:	-0.8	-0.1	-
5	199580	K0	3.0	4.3	1.1
6	75506	G5 g	1.2	0.7	1.2
7	73593	G5 g	2.3	2.6	-
8	10072	G5	0.6	1.1	-
9	10486	G7	-0.4	2.0	-
10	10086	G4 d:	3.1	4.9	-
11	10597	K5	-0.7	0.4	-
12	9057	G5	-0.3	0.2	1.2
13	60437	K5 d:	2.1	0.2	-
14	64106	K0	-0.5	0.5	-
15	64144	K0	-0.6	0.2	-
16	54099	G7 g	-0.2	0.3	-
17	55178	G4 g:	0.8	0.9	-
18	55280	K0 g:	1.9	2.0	3.0
19	50243	K1 g	1.2	0.2	-
20	53633	G8 d:	0.8	0.8	-
21	54122	G8 g:	0.2	0.5	-
22	206078	G5 g	1.7	0.7	-
23	216397	K5	5.6	0.1	-
24	224165	K0	-2.8	-1.5*	-
25	163589	G5 g:	2.4	2.8	-
26	164640	K7 g:	-0.3	-0.1	2.6
27	165566	K0	0.9?	-0.3	-
28	163418	K0	3.2	0.8	-

მიღებული შედეგებიდან ჩანს, რომ განსაზღვრათა ჩვენი სისტემა დიდად არ შორდება მთა ვილსონის განსაზღვრათა სისტემას, თუმცა საშუალო გადახრა საგრძნობია.

ამიტომ სავსებით შესაძლებელია შევუთავსოთ ეს სისტემები ერთმეორეს და ვიპოვოთ დამოკიდებულება მათ შორის. ბუნებრივია, რომ ეს დამოკიდებულება ვერ დაახასიათებს სრულქმნილად აბსოლუტურ სიდიდეთა ჩვენს განსაზღვრებს, ვინაიდან შესაძარბელი მასალა მეტისმეტად მცირეა.

ეს დამოკიდებულება, რომელიც გამოვიყვანეთ უმცირეს კვადრატთა მეთოდით 27 ვარსკვლავისთვის შედგენილ განტოლებათა სისტემიდან, შემდეგი სახის აღმოჩნდა:

$$M_{tr} = (0.563 \pm 0.166) M_{mk} + (0.471 \pm 0.281).$$

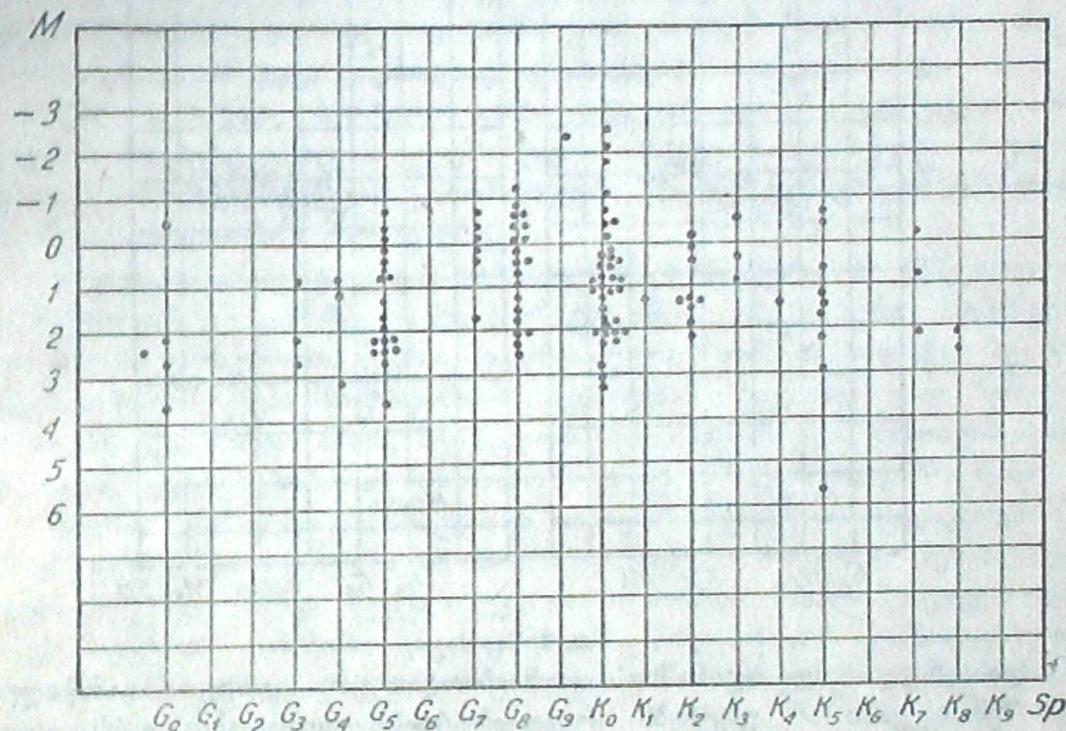
მიუხედავად იმისა, რომ ჩვენს განკარგულებაში მხოლოდ ექვსი ვარსკვლავისთვის იყო ცნობილი ტრიგონომეტრიული პარალაქსები, მაინც მოვახდინეთ ჩვენი აბსოლუტური სიდიდეების შედარება ტრიგონომეტრიულ აბსოლუტურ სიდიდეებთან. საშუალო და სისტემატური გადახრანი ($M_{tr} - M_{mk}$) შეადგენენ, შესაბამისად, ± 1.19 და -0.11 -ს.

* ამ ვარსკვლავისთვის სპექტრული აბსოლუტური სიდიდე განსაზღვრულია სპექტრული პარალაქსიდან შლეხინგერის კატალოგის მიხედვით.

საჭიროა აღინიშნოს, რომ ჰოფლეიტი თავის 1937 წლის ნაშრომში მიუთითებს, რომ ($M_{sp} - M_{tr}$) სხვაობა სისტემატურად იცვლება სპექტრულ კლასზე დამოკიდებით A-დან M-მდე¹⁵. მაგალითად, კლასების მიხედვით ეს სხვაობა შემდეგ მნიშვნელობებს ღებულობს: $G_0 - -0.5$, $G_5 - -0.9$, $K_0 - -1.9$, $K_5 - -1.1$.

ამ საკითხს ღიად ვტოვებთ შესაძარბელი მასალის სიმცირის გამო.

აბსოლუტურ სიდიდეთა განაწილება. ჩვენ მიერ განხილული ვარსკვლავებისთვის აგებული იყო რესელის დიაგრამა. ამ დიაგრამაზე (ნახ. 6) ნაჩვენებია აბსოლუტურ სიდიდეთა განაწილება G და K სპექტრული კლასების მიხედვით.

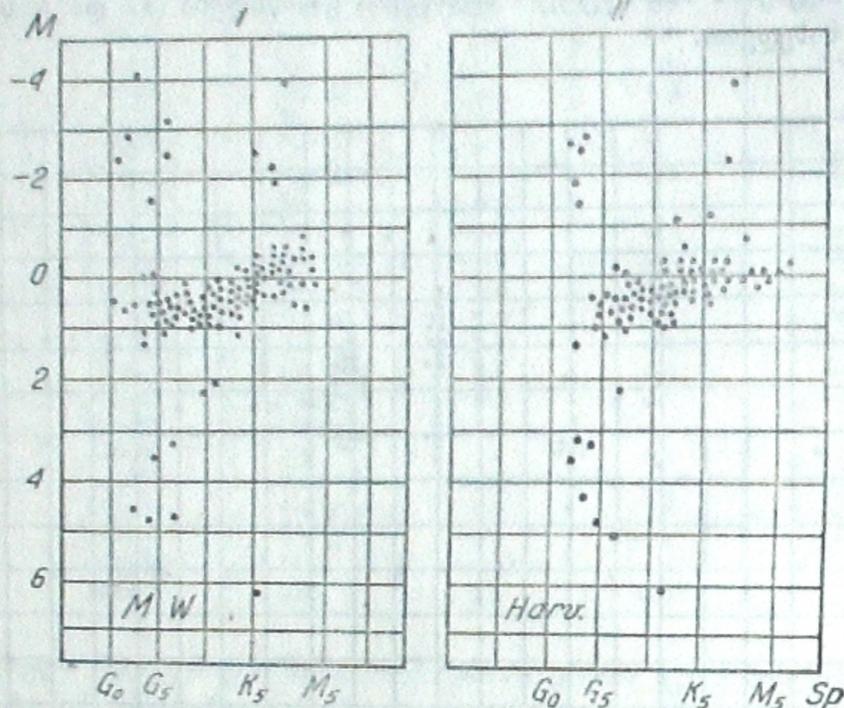


ნახ. 6 ჭერ.

როგორც დიაგრამიდან ჩანს, აბსოლუტურ სიდიდეთა დიდი უმრავლესობა თავმოყრილია -1^M და $+3^M$ საზღვრებში. ჯუჯა ვარსკვლავთა რიცხვი, როგორც ეს მოსალოდნელიც იყო, ძალიან მცირეა. მაგალითად, G_0 -დან G_9 -მდე 3.0 აბსოლუტურ სიდიდეზე უფრო მკრთალი ვარსკვლავი მხოლოდ 5 აღმოჩნდა, ხოლო K_0 -დან K_9 -მდე - 6.

ჩვენს განკარგულებაში მყოფ ვარსკვლავთა რიცხვი (120) ძალიან მცირეა იმისთვის, რომ შესაძლებელი იყოს რაიმე გარკვეული მსჯელობა ვარსკვლავთა აბსოლუტური სიდიდეების განაწილებაზე სპექტრული კლასების მიხედვით, მაგრამ უნდა აღინიშნოს, რომ მთა ვილსონისა და პარვარდის ობსერვატორიებში განსაზღვრული აბსოლუტური სიდიდეების განაწილება იმავე სურათს იძლევა, რაც ჩვენთანაა, თუმცა აბსოლუტურ სიდიდეთა გაბნევა ჩვენს შემთხ-

ხვევაში რამდენადმე მეტია. G და K კლასის ვარსკვლავთ უმეტესობა დასახელებული ობსერვატორიების შემთხვევაში ხასიათდება აბსოლუტური სიდიდეებით -1.0 -დან $+2.0$ -მდე. ჯუჯა ვარსკვლავები ორივე შემთხვევაში ძალიან ცოტაა. საილუსტრაციოდ მოგვყავს რესელიის დიაგრამა იმ ვარსკვლავები-სთვის, რომელთა აბსოლუტური სიდიდეები განსაზღვრული იყო მთა ვილსონისა და ჰარვარდის ობსერვატორიებში (ნახ. 7). ეს დიაგრამა ამოღებულია ჰოლდეიტის ნაშრომიდან. ნახაზის მარცხენა ნაწილი (I) მთა ვილსონის აბსოლუტურ სიდიდეებს შეიცავს, ხოლო მარჯვენა (II) — ჰარვარდისას.



ნახ. 7 ჟერ.

დასასრულ, უნდა აღინიშნოს, რომ აბსოლუტურ სიდიდეთა განაწილება ჩვენს შემთხვევაში არ უჩვენებს არაფერსა და მოკიდებულებას ვარსკვლავთა ხილულ სიკაშკაშეზე. შევნიშნავთ მხოლოდ, რომ ვარსკვლავები $5.0-9.0$ ხილული ვარსკვლავიერი სიდიდის საზღვრებში თითქმის ყველანი გიგანტები აღმოჩნდნენ. იგივე ფაქტი აღნიშნა ბეკერმაც, რომელიც მიუთითებს, რომ ვარსკვლავები, რომელთა ხილული სიკაშკაშენი მოთავსებულია ექვსსა და რვა ვარსკვლავიერ სიდიდეებს შორის, უმთავრესად გიგანტებს წარმოადგენენ.

დასკვნა. თუ მოვახდენთ მიღებული შედეგების მოკლე შეჯამებას, შეიძლება გაკეთებულ იქნეს რამდენიმე საერთო ხასიათის დასკვნითი შენიშვნა.

შეიძლება ჩაითვალოს, რომ G და K ტიპის მკრთალ ვარსკვლავთა აბსოლუტური სიდიდეების განსაზღვრის ცდა აბასთუმნის ობსერვატორიაში, 8" კამერაზე საობიექტივო პრიზმით მიღებული მცირე დისპერსიის სპექტრების საფუძველზე წარმატებით დამთავრდა. ისეთი სახითაც კი, როგორცაც შესრულებული იყო მოცემული სამუშაო, ეს უკანასკნელი საკმარისად დამაკმაყოფილებელ შედეგებს იძლევა. სამუშაოს შესრულების პროცესში გამოვლინებულ

ლია მისი სუსტი მხარეებიც. მაგრამ ამავე დროს დასახულია გზა მეთოდის გაუმჯობესებისა და განსაზღვრათა სიზუსტის გაზრდის შესაძლებლობისათვის.

მსგავსი სამუშაოს გაგრძელება შეიძლება მიზანშეწონილად მივიჩნიოთ და ის შეიძლება უფრო ეფექტური იყოს, თუ განხორციელებული იქნება შემდეგი სახის გაუმჯობესებანი.

უპირველეს ყოვლისა საჭიროა გაუმჯობესებულ იქნეს მიკროფოტომეტრიული გაზომვის ტექნიკა, რაც გულისხმობს უფრო მეტად მიზანშეწონილი კვრიტიანი დიაფრაგმის გამოყენებას. ამისათვის უმჯობესია ფოტომეტრია წარმოებულ იქნეს ე. წ. „სწრაფ“ ფოტომეტრზე, რომელიც სწორედ ახლახან დაიდგა აბასთუმნის ობსერვატორიაში.

მეორე მხრივ საჭიროა გამოვლინებულ იქნეს აბსოლუტური სიდიდის სხვა კრიტერიუმები და საერთოდ გაიზარდოს კრიტერიუმების რიცხვი ახლად გამოვლინებული ან უკვე ცნობილი კრიტერიუმების ხარჯზე.

შემდგომ მეტად სასურველია გაიზარდოს აგრეთვე სტანდარტული ვარსკვლავების რიცხვიც, რაც მოგვცემს უფრო ზუსტი სარედუქციო მრუდების აგების შესაძლებლობას. ამის განხორციელება შეიძლება არსებული კატალოგების ან სხვა წყაროების საფუძველზე.

აუცილებელია აგრეთვე განმეორებულ იქნეს სპექტრული გამჭვირვალობის კოეფიციენტის განსაზღვრა და მიღწეულ იქნეს $P(\lambda)$ -ს ზუსტ მნიშვნელობათა მიღება ვარსკვლავთა უფრო რაციონალური შერჩევის საფუძველზე. ამისათვის საჭირო იქნება მოვახდინოთ დაკვირვებანი საკმაოდ დიდ ზენიტურ მანძილებზე და, გარდა ამისა, შევცვალოთ ფოტომეტრიული გაზომვის მეთოდი, რითაც ვგულისხმობთ ამ მიზნისათვის უწყვეტი სპექტრის გამოყენებას.

ბოლოს, დამზერითი აპარატურის ზოგიერთი მექანიკური გადაკეთება (კამერის დახრის შესაძლებლობა ან მოძრავი კასეტის მოწყობა) შესაძლებელს გახდის მიღებულ იქნეს ბევრად უკეთესი ხარისხის მასალა. მხედველობაში გვაქვს სპექტრის თანაბარი გაგანიერების შესაძლებლობის განხორციელება. მართალია, ამ უკანასკნელის განხორციელება დანარჩენზე ძნელია, მაგრამ მისი მიღწევა სასურველი და აუცილებელიცაა.

ასეთ პირობებში მკრთალ ვარსკვლავთა აბსოლუტური სიდიდეების განსაზღვრა შეიძლება მოხდენილ იქნეს ბევრად უფრო ეფექტურად და მიზანშეწონილად. საჭიროა აგრეთვე დაისვას ამოცანა უფრო აღრიანი — პირველ რიგში F და A ტიპის — ვარსკვლავთა აბსოლუტური სიდიდეების განსაზღვრისა.

განსაზღვრული იქნება რა შემდგომისათვის ვარსკვლავთ აბსოლუტური სიდიდეები კაპტეინის ან ცისამა თუ იმ საინტერესო არეებში, დაკვირვებათა სისტემატური დაგროვებით შესაძლებელი იქნება მიღებულ იქნეს მასალა მნიშვნელოვანი, არა მარტო თავისთავად, არამედ განსაკუთრებით საინტერესო, თუ მხედველობაში მივიღებთ აბასთუმნის ობსერვატორიაში წარმოებულ მიმდინარე გამოკვლევებს, კერძოდ — გალაქტიკაში სინათლის კოსმოსური შთანთქმის დარგში.

ვარსკვლავთა აბსოლუტური სიდიდეების არცოდნა მეტად ართულებს სხვა მონაცემების გამოყენებას, როგორც, მაგალითად, ფერის ეკვივალენტისა,

ვარსკვლავთა ფერის სიკარბისა და სხვა, რომელთა განსაზღვრას დაკვირვებითი საშუალებებისა და დროის მნიშვნელოვანი ნაწილი აქვს დათმობილი აბასთუმნის ობსერვატორიაში.

ვარსკვლავთა ფერის მაჩვენებლისა და აბსოლუტური სიდიდის განსაზღვრის ერთდროული წარმოება ერთსა და იმავე ობსერვატორიაში უფრო ეფექტურსა და მიზანდასახულს ვახდის ამ ობსერვატორიის მუშაობას, კერძოდ — კოსმოსური შთანთქმის შესწავლის დარგში. ამიტომ, რომ არაფერი ვთქვათ სპექტრულ პარალაქსთა განსაზღვრის საერთოდ ცნობილ აქტუალობაზე, ასეთი სამუშაო განსაკუთრებით საინტერესოა აბასთუმნის ობსერვატორიისთვის აღნიშნული თვალსაზრისით. მაშასადამე, მიზანშეწონილია მკრთალ ვარსკვლავთა აბსოლუტური სიდიდეების განსაზღვრის სამუშაოს დაყენება აბასთუმნის ობსერვატორიაში. ავტორის შრომა ასეთი სამუშაოს ცდასა და დასაწყისს წარმოადგენს*.

დასასრულ, სასიამოვნო მოვალეობად მიმაჩნია გულწრფელი მადლობა ვუძღვნა მ. ვაშაკიძეს, ვისი ხელმძღვანელობითაც შევსრულე მოცემული სამუშაო ასპირანტურის გავლის დროს, და აბასთუმნის ობსერვატორიის დირექტორს ე. ხარაძეს, რომლის მუდმივი მზრუნველობა და დახმარება ხელ მიწყობდა სამუშაოს შესრულებაში.

მარტი, 1948.

ლიტერატურა — ЛИТЕРАТУРА

1. Aph. J. 40, p. 385, 1914.	15. Harv. Ann. 105, p. 45, 1937.
2. Mt. W. Contr. N 142, 1917; Aph. J. 46, p. 316, 1917.	16. Harv. Circ. N 448, 1942; N 449, 1943.
3. Mt. W. Contr. N 199, 1921; Aph. J. 53, p. 13, 1921.	17. Nova Acta Regiae Soc. Sc. Ups. Ser. 4, vol. 6, N 5, 1925.
4. Mt. W. Contr. N 244, 1922; Aph. J. 56, p. 242, 1922.	18. Ups. Medd. N 11, 1926; N 28, 1927.
5. Mt. W. Contr. N 319, 1926; Aph. J. 64, p. 225, 1926.	19. Zs. f. Aph. 10, p. 311, 1935; 11, p. 148, 1935.
6. Aph. J. 81, p. 187, 1935.	20. Труды Гос. Астр. Инст. им. П. К. Штернберга, т. XIII, вып. 1, стр. 59, 1940.
7. Aph. J. 64, p. 262, 1926.	21. Амбарцумян и др. Курс Астрофизики и Звездной Астрономии, ч. II, стр. 326, 1936.
8. M. N. 84, p. 366, 1924; 85, p. 439, 1925; 87, p. 364, 1927; 88, p. 175, 1928; 80, p. 523, 1930.	22. Ph. Mag. 40, 472, 1928.
9. MRAS. 62, p. 113, 1923; 64, p. 1, 1925.	23. M. N. 83, p. 403, 1923; M. N. 84, p. 499, 1924.
10. M. N. 87, p. 387, 1927.	24. M. N. 89, p. 17, 157, 1928.
11. Publ. DAO. 3, p. 3, 1924.	25. Успехи Астр. Наук, стр. 57, 1939.
12. Harv. Circ. N 228, 1921.	26. Амбарцумян. Теоретическая Астрофизика, стр. 80, 1939.
13. Harv. Circ. N 237, 1922.	
14. Harv. Circ. N 242, 1923.	

* ამ სამუშაოს წამოწყებას მიზანშეწონილობაზე პირველად მიუთითა აკადემიკოსმა ბ. შაინმა, როცა იგი აბასთუმანში იმყოფებოდა 1942—1943 წწ. მანვე დაასახელა ეს სამუშაო საკანდიდატო დისერტაციების ერთ-ერთ თემად.

რედაქტორის შენიშვნა.

27. Успехи Астр. Наук, т. III, стр. 157, 1947.	32. W. A. Hiltner and R. C. Williams, Photometric Atlas of Stellar Spectra, 1946.
28. Veröff. d. Univ.-Sternw. Gött. H. 11, 1930; Zs. f. Aph. 5, p. 154, 1932.	33. Handb. d. Aph. II/1, p. 268.
29. W. W. Morgan, C. Keenan and E. Kellman, An Atlas of Stellar Spectra.	34. ДАН СССР, стр. 127, 1946; Бюлл. Абаст. Обс. № 9, 1948.
30. Schlesinger. General Catalogue of Stellar Parallaxes.	35. Бюлл. Абаст. Обс. №№ 5, 6, 8, 1940—1945.
31. Bergedorfer Spektral-Durchmusterung, B. 1, 2.	36. Бюлл. Абаст. Обс. №№ 6, 7, 8, 1942—1945.

ОПРЕДЕЛЕНИЕ АБСОЛЮТНЫХ ВЕЛИЧИН СЛАБЫХ ЗВЕЗД ПОЗДНИХ СПЕКТРАЛЬНЫХ КЛАССОВ (G и K) ПО СПЕКТРАМ, ПОЛУЧЕННЫМ С ОБЪЕКТИВНОЙ ПРИЗМОЙ*

Н. Б. КАЛАНДАДЗЕ

(Резюме)

Мы задались целью поставить в Абастуманской Обсерватории работу по определению абсолютных величин слабых звезд на основании анализа спектров, получаемых с объективной призмой. Перед нами стояла задача — применить уже известные методы в некотором видоизменении соответственно нашим возможностям на Абастуманской Обсерватории, а также подобрать и неиспытанные критерии абсолютной величины и выработать методику измерения и обработки материала. Вместе с тем было предположено определить спектральные абсолютные величины нескольких десятков слабых звезд спектрального типа G и K в ряде площадок Каптейна.

Эта задача, первым делом, требовала получения надежных редуцированных кривых, связывающих абсолютную величину с отношением интенсивностей спектральных линий. Так как эта работа должна была производиться в наших условиях впервые, то нас особенно интересовал вопрос об эффективности постановки такой работы и о точности результатов.

Для решения задачи был составлен следующий план работы:

- а) Испытание объективной призмы, с помощью которой должен был быть получен весь наблюдательный материал,
- б) Выбор стандартных звезд с известными тригонометрическими параллаксами для построения уверенных редуцированных кривых,
- в) Выработка методики для измерения и обработки материала,
- г) Накопление наблюдательного материала и его обработка.

Соответственно этому плану была составлена программа наблюдений, испытана наблюдательная аппаратура и произведена прочая вспомогательная работа.

Наблюдательный материал мы накопили на 8"-камере № 2 (светосила 1:5), использованной нами с призмой, имеющей преломляющий угол

* Статья представляет собой сокращенное изложение кандидатской диссертации автора.

в 16° . Камера со сложным четырехлинзовым объективом, фокусное расстояние которого равно 1 метру, монтирована на $16''$ -рефракторе Абастуманской Обсерватории. Часовое движение инструмента осуществлялось электрическим часовым механизмом.

Угол отклонения призмы равняется $10^\circ 30'$. Призма монтирована на камере так, что спектр простирается по направлению склонения, в связи с чем при фотографировании приходилось наклонять трубу по кругу склонения на $10^\circ 30'$ вверх или вниз, в зависимости от положения трубы относительно колонны. Поэтому гидировать в центральную трубу рефрактора приходилось по звезде, отдаленной от центра Площадки на $10^\circ 30'$.

Расширение спектра производилось по прямому восхождению в среднем на $0.6-0.7$ мм, что достигалось замедлением хода часового механизма инструмента. Регулировкой механизма устанавливался равномерный ход инструмента, благодаря чему получалось одинаковое почернение по всей ширине спектра.

Несмотря на то, что гидировочную звезду мы водили в гиде всегда между двумя нитями окулярного микрометра, расширение спектра на пластинке получалось разным. Ширина спектра в нашем случае менялась в зависимости от положения инструмента относительно меридиана и от склонения звезд. Это обстоятельство объясняется, во-первых, тем, что одной и той же угловой величине суточной параллели при переходе от экватора к полюсу соответствуют разные линейные размеры в фокусах камеры и гида. Так, например, на экваторе 1 градусу дуги соответствует в фокусе камеры 17,82 мм, а в фокусе гида—122,40 мм. Переходя от экватора к полюсу, 1 градусу по часовому углу на разных склонениях будут соответствовать значения в камере и гиде $17.82 \cos \delta$ и $122.40 \cos \delta$, соответственно. Когда камера и гид направлены на один и тот же участок неба, отношение масштабов остается постоянным

$$\frac{17.82 \cos \delta}{122.40 \cos \delta} = 0.146.$$

Но между тем, при фотографировании с объективной призмой мы имеем дело с разными склонениями для гидировочной звезды и центра спектрографируемого участка, т. е. будем иметь:

$$\frac{17.82 \cos \delta}{122.40 \cos \delta_1},$$

где δ —склонение центра Площадки, фотографируемой камерой, а δ_1 —склонение звезды, по которой гидируем.

Когда $\delta_1 = \delta + 10^\circ 30'$ (труба на Востоке), последнее отношение будет больше, чем в случае $\delta_1 = \delta - 10^\circ 30'$ (труба на Западе). Поэтому, когда в гиде звезду водят между двумя нитями креста нитей, отдаленными друг от друга на 4 мм, расширение спектра на пластинке в фокусе камеры по-

лучается разным; разница же зависит от положения инструмента и увеличивается с увеличением склонения. Перемещению звезды в гиде на 4 мм соответствовало бы постоянное перемещение звезды в камере на 0,58 мм (расширение спектра) только в том случае, если призма и гид смотрели бы в одну и ту же точку неба.

В таблице I показано изменение ширины спектра в зависимости от положения инструмента и от склонения.

Указанное здесь обстоятельство помешало нам обеспечить одинаковое расширение спектра на разных пластинках. Впрочем, при определении абсолютных величин ширина спектра не имела особенного значения, так как при измерениях интенсивностей спектральных линий ширина спектра всегда перекрывала блик диафрагмы микрофотометра (минимальное расширение 0,6 мм, диаметр блика диафрагмы 0,3 мм), и, кроме того, сравнение интенсивностей производилось для линий одного и того же спектра.

Но, как увидим ниже, при определении коэффициента прозрачности было необходимо получить точно одинаковое расширение спектра для разных положений звезды. Конструкция инструмента помешала осуществить это условие, а, следовательно, и получить надежные значения коэффициента прозрачности.

Некоторая переделка крепления камеры могла бы дать возможность устранить это препятствие. Если инструмент будет устроен так, что при наблюдении с объективной призмой камеру можно будет наклонять на угол отклонения с тем, чтобы гид был направлен к центру Площадки, спектр которой фотографируется камерой, то расширение спектра можно сохранить постоянным для всех положений инструмента и для разных склонений.

Равномерное расширение спектра можно осуществлять также и непрерывным движением кассеты. Этот способ расширения спектра уже применялся в астрономической практике и, как указывают в литературе, дает хорошие результаты²⁸.

Средняя линейная дисперсия объективной призмы оказалась равной 130 \AA в 1 мм. Вся длина спектра составляет около 12 мм.

Для объектива камеры с объективной призмой фокус был подобран так, что на пластинке получалось изображение, годное для измерения в участке спектра от $\lambda 3900$ до $\lambda 4500$.

Хроматическая aberrация объектива с призмой характеризуется данными таблицы II и чертежа 1. Как видно, в пределах длин волн от 4000 \AA до 4300 \AA , где группируются все наши спектральные линии, примененные для определения абсолютных величин, ошибка хроматической aberrации очень мала, и ее можно не принимать во внимание.

Нужно отметить, что даже очень маленькое смещение звезды по склонению от рефракции или от неправильной установки инструмента влияло на качество изображения спектра. Поэтому, при гидировании всегда приходилось корректировать по склонению в момент перемещения звезды в тиде от нити к нити, в результате чего линии в спектрах звезд получались резкими и хорошо отделяющимися друг от друга.

Фотографирование производилось на пластинках Илфорд-Зенит, 700 HD, размером 9×12 см, что давало возможность иметь поле измерения для площади около $5^\circ \times 5^\circ$.

Накопление наблюдательного материала было начато в октябре 1945 г. и длилось до февраля 1947 г. Было получено 37 годных негативов для 48 стандартных звезд типа G и K и 26 негативов для 9 Площадок Каптейна. В таблице III дан список измеренных и обработанных негативов.

Для фотометрических измерений, подобных нашим, большое значение имеет качество негативов. Мы обращали особенное внимание на тщательное соблюдение режима проявления. При этом, предварительно установив опытным путем состав, температуру проявителя и продолжительность проявления, мы достигали получения негативов с малой вуалью. Строгая стандартность режима проявления была особенно необходима в связи с тем, что проявление пластинок стандартных и измеряемых звезд производилось одновременно. Для большей уверенности с каждой серией негативов мы проявляли отпечаток от трубчатого фотометра и ход соответствующей характеристической кривой давал возможность проверять условия проявления. Кроме того, наличие характеристической кривой трубчатого фотометра давало известную возможность следить за изменением свойств пластинок, что не было исключено, так как приходилось брать пластинки из разных коробок, хотя их сорт никогда не менялся.

Важнейшей задачей в нашей работе было получение уверенных редуцированных кривых. Для этой цели были избраны звезды с известными тригонометрическими параллаксами, т. е. с известными абсолютными величинами. Такие стандартные звезды для спектрального типа G и K были выбраны главным образом по атласу Морган и его сотрудников²⁹. Но, так как стандартных звезд в этом атласе было недостаточно, дополнительные звезды были взяты из каталога Шлезингера³⁰. Таким образом, всего было избрано 26 стандартных звезд спектрального класса G и 23 звезды класса K.

Стандартными звездами нам служили довольно яркие звезды, в большинстве случаев до 5-ой звездной величины. С другой стороны, звезды, спектральные параллаксы которых определялись, были гораздо слабее (до 8,5 зв. величины). Поэтому, для уменьшения систематических ошибок, вызываемых неодинаковым почернением спектров стандартных и исследуемых

звезд, на одной пластинке получалась последовательность 4-5 изображений стандартной звезды с разными экспозициями от 3 до 25 минут. При измерении спектрограмм, из этой последовательности изображений стандартной звезды выбирались такие, почернение которых приблизительно равнялось среднему почернению исследуемых звезд.

Список стандартных звезд, избранных для построения редуцированных кривых, дан в таблицах IVa и IVб. В пятом столбце таблиц индексы I—V означают класс светимости по Моргану. В седьмом столбце даны тригонометрические параллаксы из каталога Шлезингера. Спектральные абсолютные величины, содержащиеся в последнем столбце, взяты из каталога Адамса и других авторов⁶. Для некоторых звезд в том же столбце дается второе значение спектральной абсолютной величины из карточного каталога звездных параллаксов, составленного в ГАИШ профессором П. П. Паренаго. Таким образом, для каждой стандартной звезды мы имели несколько значений абсолютной величины, и при построении редуцированных кривых выбиралось самое надежное значение (подчеркнутое в таблице).

Наряду со стандартными звездами типа G и K, служащими в качестве редуцированных звезд для определения абсолютной величины, набирался и основной наблюдательный материал для девяти Площадок Каптейна (табл. V). Для каждой Площадки было получено от 2 до 5 негативов. Всего было набрано 26 годных снимков. Экспозиция ограничивалась 1-2 часами. При нашей дисперсии и светосиле, с 2-х часовой экспозицией, получались годные для измерения спектры звезд до 9-ой зв. величины.

В каждой площадке число звезд спектрального типа G и K до 9-0 звездной величины равнялось в среднем от 10 до 15. Но для увеличения числа исследуемых звезд мы выходили из пределов площадки и измеряли все звезды типа G и K, находящиеся на данной пластинке и имеющие плотность, годную для измерения. Такие звезды, содержащиеся в таблице IX даны без номеров по Бергдорфскому каталогу.

Для определения спектральных абсолютных величин мы применили метод отношения интенсивностей линий. Малая дисперсия наших спектрограмм не давала возможности использовать все критерии абсолютной величины, на которых базировались определения в других обсерваториях. В связи с этим была произведена попытка предварительного отбора спектральных линий, годных в наших условиях для определения абсолютных величин. После такой попытки выяснилось, что лучше взять отношение интенсивностей полос поглощения. Измерение интенсивностей линий на микрофотометре оказалось трудным, так как, при малой дисперсии, отделение линии от непрерывного спектра или от других линий было не легко и требовало очень узкую щелевую диафрагму.

Мы избрали поглощение в участке спектра от $\lambda 4144$ до $\lambda 4215$ (поглощение циана). В этой области спектра измерялись интенсивности трех полос с центрами у $\lambda\lambda 4200, 4176, 4155$. Эти полосы были обозначены нами условно через CN_1, CN_2 и CN_3 , соответственно. Интенсивности этих полос были сравнены с интенсивностью непрерывного спектра между линиями $\lambda 4215$ и $\lambda 4226$. Интенсивность этого участка непрерывного спектра, как это несколько раз было проверено нами оценками на глаз, оставалась постоянной и не показывала никаких изменений в зависимости от абсолютной величины в классах G и K . Что касается полос CN_1, CN_2, CN_3 , то они резко выделяются и хорошо заметны в спектрах звезд большой абсолютной величины. Они слабеют при переходе к звездам малой абсолютной величины. В карликах эти полосы совсем не выделяются, и отношение их интенсивностей к интенсивности непрерывного спектра между линиями $\lambda 4215$ и $\lambda 4226$ доходит до единицы.

Если обозначить непрерывный спектр между линиями $\lambda 4215$ и $\lambda 4226$ через N , то будем иметь три выражения для обозначения отношения интенсивностей $\frac{N}{CN_1}, \frac{N}{CN_2}, \frac{N}{CN_3}$, т. е. три критерия абсолютной величины. Эти отношения интенсивностей были использованы впервые нами и, насколько нам известно, не применялись ни одним из других авторов. Поэтому, результаты, полученные на основе этих отношений, представляли для нас особенный интерес.

К указанным выше отношениям было еще прибавлено и отношение интенсивностей $\frac{N}{N_1}$, где N —непрерывный спектр от $\lambda 4215$ до $\lambda 4226$, а N_1 —непрерывный спектр от $\lambda 4205$ до $\lambda 4215$.

Кроме интенсивностей полос были исследованы и интенсивности спектральных линий. В качестве критериев были применены отношения интенсивностей линий железа $\lambda 4045$ и $\lambda 4063$ к интенсивности линии стронция $\lambda 4077$, которые хорошо выделялись на наших спектрограммах. Эти последние отношения применялись и другими наблюдателями при определении абсолютных величин и давали довольно чувствительный критерий абсолютной величины²⁹. Но в нашем случае они дают несколько менее уверенные значения абсолютных величин. Это обстоятельство, очевидно, объясняется тем, что, как было сказано выше, измерение линий на микрофотометре производилось с меньшей точностью, чем измерение полос поглощения. Как видно из атласа Хилтнера³², вблизи линий $\lambda 4045, \lambda 4063, \lambda 4077$ имеются и другие слабые линии, интенсивности которых могут влиять на определения микрофотометром интенсивностей названных линий. Особенно это может касаться линии $\lambda 4077$, интенсивность которой мало отличается от интенсивностей соседних с ней линий.

Но, так как отношения $\frac{4045}{4077}$ и $\frac{4063}{4077}$ давали значения абсолютных величин, которые в большинстве случаев не очень расходились со значениями, полученными из отношений $\frac{N}{CN_1}, \frac{N}{CN_2}, \frac{N}{CN_3}$, в ряде случаев они также были использованы в наших определениях.

Таким образом, мы имели всего шесть критериев абсолютных величин:

$$\frac{N}{CN_1}, \frac{N}{CN_2}, \frac{N}{CN_3}, \frac{N}{N_1}, \frac{4045}{4077} \text{ и } \frac{4063}{4077}.$$

Фотометрическое измерение спектрограмм производилось на объективном микрофотометре конструкции В. Б. Никонова, схема которого и методика измерений неоднократно описывались в „Бюллетенях Абастуманской Обсерватории“. Мы лишь заметим, что выбор измерительных диафрагм для наших целей был связан с заметными трудностями, так как для точного измерения спектральной линии требовалась весьма узкая диафрагма, но, с другой стороны, отброс микрофотометра уменьшается с уменьшением диафрагмы. После ряда опытов мы подобрали щелевую диафрагму длиной в 4.25 мм и шириной в 0.15 мм и круговую диафрагму, диаметром в 2.55 мм. Увеличением накала лампы мы смогли получать отброс гальванометра от 50 до 80 мм, что удовлетворяло требованиям точности измерения. Диафрагма с диаметром в 2.55 мм давала на фотопластинке блик в 0.3 мм. Так как ширина спектра на пластинке равнялась 0.6—0.7 мм, то диафрагма вырезала половину ширины спектра. Ширине щели в 0.15 мм соответствовало на пластинке 0.018 мм, что составляет при нашей дисперсии 2.3 Å.

Отсчет на каждую линию брался по два раза с двумя отсчетами фона. В каждом спектре измерялось 8 линий, следовательно, для каждого спектра мы имели 16 отсчетов фона. При вычислении бралось среднее значение из них, за исключением тех случаев, когда по какой-либо причине отсчеты фона сильно различались между собой. Для спектральной линии бралось среднее значение из двух отсчетов. Мы старались производить измерения в возможно постоянных условиях. Так, например, при измерениях накал лампы всегда равнялся 11.5 в; систематически проверялась фокусировка; все негативы измерялись одной и той же системой диафрагм и т. д. Одновременно с пластинками измерялись шкалки, полученные с шестиступенчатой щелью (на щелевом спектрографе), освещаемой рассеянным светом Солнца, отраженным от белого экрана.

Так как исследуемый нами участок спектра простирается лишь от $\lambda 4045$ до $\lambda 4220$ и измеряемые линии расположены недалеко друг от друга, характеристические кривые были построены лишь для двух интервалов

данного участка спектра: от $\lambda 4155$ до $\lambda 4220$ и от $\lambda 4045$ до $\lambda 4077$. Для каждой серии мы имели несколько шкалок, соответствующих разным экспозициям. Измерялись все шкалки, но после построения кривых выбиралась та, которая перекрывала наибольший интервал интенсивностей.

Как видно из чертежа 2, где для иллюстрации приводятся характеристические кривые, соответствующие $\lambda 4060$ и $\lambda 4185$ для разных экспозиций, кривая меньшей экспозиции относится к области недодержек и наоборот, кривая большей экспозиции — к области передержек. Мы смещали одну из кривых параллельно себе до совмещения ее начала с концом другой. Полученная таким образом единая характеристическая кривая давала возможность определения интенсивностей в достаточно широких пределах. Характеристическая кривая, соответствующая $\lambda 4060$, значительно отличается от кривой для $\lambda 4185$. Естественно возникает вопрос, какая разница между средней характеристической кривой и кривой для самой крайней линии данного участка и какую ошибку может дать средняя характеристическая кривая. Этот вопрос был тщательно исследован. С этой целью в большем из двух данных участков спектра, т. е. в участке $\lambda 4155-4220$, были построены характеристические кривые для самых крайних и средней длин волн, т. е. для $\lambda 4155$, $\lambda 4185$ и $\lambda 4220$. Для нескольких звезд интенсивности сравниваемых спектральных линий брались, в одном случае, из характеристических кривых, соответствующих данным длинам волн, в другом случае — из средней характеристической кривой. Были построены соответствующие редуционные кривые, связывающие абсолютную величину с отношением интенсивностей линий. Результаты показали, что применение средней характеристической кривой для данного спектрального участка дает ошибку порядка ± 0.05 в абсолютных величинах, и что пользование средними характеристическими кривыми вполне допустимо. Чертеж 3 показывает три характеристические кривые одной и той же шкалки, соответствующие длинам волн $\lambda 4155$, 4185 и 4220 .

В связи с тем, что стандартные звезды были намного ярче, чем звезды основной программы, для пластинок КА приходилось брать экспозиции в 2-3 раза продолжительнее, чем для стандартных звезд. В связи с этим имело место различие между фонами пластинок. Это вызвало необходимость учета влияния фона. Эта операция производилась следующим путем: отброс n_x , соответствующий спектральной линии звезды сравнивался не с отбросом фона, как обычно, а с отбросом при наведении на незасвеченное место фотопластинки — n_c . Следовательно, для отсчета микрофотометра при наведении на линию мы имели отношение

$E_1 = 1000 \frac{n_x}{n_c}$. Подобное отношение имелось и для случая наведения на фон: $E_2 = 1000 \frac{n_\phi}{n_c}$. По значениям E_1 и E_2 мы получали из характери-

стической кривой логарифмы интенсивностей линий и фона по отношению к незасвеченному месту: $lg I_1$ и $lg I_2$, соответственно. Разность $I_1 - I_2$ давала интенсивность линии, свободную от интенсивности фона. Таким образом, за общий фон для всех изображений бралось незасвеченное место пластинки. Фон последнего, т. е. вуаль пластинки, зависит только от условий проявления. Но так как проявление пластинок производилось в строго постоянных условиях, вуаль для всех негативов не могла и не отличалась друг от друга. Отброс незасвеченного места на микрофотометре всегда оставался в пределах от 80 мм до 85 мм. Фон пластинок стандартных звезд почти не отличался от вуали, и нам не приходилось учитывать фон для этих негативов.

Поскольку при определении абсолютных величин сравнивались между собой интенсивности различных спектральных линий и полос, то вследствие избирательного поглощения в атмосфере Земли, отношения интенсивностей линий в спектре звезды должны были отличаться от их истинных значений. Хотя в нашем случае разность в длинах волн между сравниваемыми линиями или полосами не превышает 65 \AA , при больших зенитных расстояниях влияние избирательного поглощения все-таки могло сказаться. Поэтому, мы учитывали избирательное поглощение, выполняя редукицию к зениту, и используя для этой цели известные соотношения. Последние содержат в числе прочих величин коэффициент прозрачности $P(\lambda)$, обычно меняющийся не только с переходом от одного места наблюдения к другому, но и во времени, в связи с чем очень важно определять коэффициент прозрачности для отдельных сезонов или даже для каждой ночи наблюдения. Но это последнее связано с большими практическими трудностями. К тому же на горе Канобили $P(\lambda)$ свойственно небольшое сезонное изменение, что показано в таблице VI, заимствованной из работы Т. Г. Мегрелишвили³⁴. (Данные относятся к электрофотометрическим измерениям с применением желтого и фиолетового фильтров). Поэтому для редукиции к зениту мы брали среднее годовое значение коэффициента прозрачности. Но для определения его величин, относящихся к различным длинам волн, и в первую очередь к тем, которые близки к исследуемым нами участкам, мы предприняли специальные наблюдения. При этом мы выполнили две серии определений. Во-первых, мы определили значения коэффициента для $\lambda 4060$ и 5400 , пользуясь фотографическим материалом, полученным на $13''$ анаберрационной камере с применением фильтров. На одной пленке получались по 3-4 изображения звезды до и после меридиана с экспозицией в 5 минут каждое, с интервалами между экспозициями в 30 минут. Звезды Северного полярного ряда служили для редукиции. Решение по способу наименьших квадратов 146 уравнений для фотографических звездных величин и 227-ми — для фотовизу-

альных привело к значениям: $P(4060) = 0.732 \pm 0.009$ и $P(5400) = 0.830 \pm 0.008$. Последние близки к значениям Аббота, полученным им для горы Вильсон (0.730 и 0.870). Во-вторых, мы набрали серию спектрограмм с помощью тех же 8"-камеры и объективной призмы. На одной пластинке получался для звезды ряд изображений спектров, соответствующих разным зенитным расстояниям. Для редукции служили кривые, полученные по измерениям соответствующих участков изображения ступенчатой щели. Но в этом втором случае мы имели недостаточный и неудовлетворительный материал. Недостаток времени и большая перегрузка инструмента вынудили нас ограничиться всего несколькими специальными снимками. Правда, с той же целью были использованы спектры стандартных звезд, для которых мы имели на пластинках по два спектра с одинаковыми экспозициями. Использование стандартных звезд для этой задачи могло явиться благоприятным обстоятельством, во-первых потому, что мы имели возможность определить коэффициент прозрачности для каждой ночи наблюдения и, во-вторых, одна и та же спектрограмма могла служить как в качестве стандарта для построения редукционной кривой, так и для определения коэффициента прозрачности. Но эти звезды преимущественно фотографировались на небольших зенитных расстояниях и с малыми интервалами между экспозициями. Таким образом, снимки спектров стандартных звезд не могли эффективно служить данной задаче. Неблагоприятно сказывался также тот факт, что ход часового механизма иногда менялся с изменением положения инструмента. Это бывало вызвано несовершенством уравнивания инструмента при частой смене объективной призмы, в связи с выполнением на инструменте разных работ в данную ночь. Ширина спектра менялась также при переводе инструмента с востока на запад (см. выше). В итоге мы не смогли получить надежных значений $P(\lambda)$ и были вынуждены использовать для редукции нашего материала значения коэффициента прозрачности, относящиеся к горе Вильсон. Мы сочли это допустимым, имея в виду, что обе обсерватории — наша и на горе Вильсон — расположены почти на одной и той же высоте над уровнем моря и, к тому же, наши значения $P(4060)$ и $P(5400)$, полученные по первому способу, оказались близки к соответствующим значениям Аббота. Но, разумеется, задачу полного и тщательного определения $P(\lambda)$ мы вовсе не считаем снятой и мы намерены решить ее при первой возможности с учетом имеющегося в нашем распоряжении опыта.

Вычисления показали, что влияние экстинкции значительно при больших зенитных расстояниях и доходит почти до нуля, когда $z < 30^\circ$, что хорошо видно по таблице VII.

При построении кривых, служащих редукционными для вывода абсолютных величин звезд, были использованы стандартные звезды, перечисленные в таблицах IVa и IVб.

Основанием для построения редукционных кривых служили абсолютные величины, вычисленные из тригонометрических параллаксов, взятых по каталогу Шлезингера. В случае, когда стандартная звезда имела отрицательный или очень малый тригонометрический параллакс ($\pi \leq 0.''005$), тригонометрическая абсолютная величина заменялась спектральной абсолютной величиной, заимствованной из сводного каталога ГАИШ*. Для нескольких звезд спектральные абсолютные величины были взяты из каталога Адамса, Джой, Хьюмаса и Брайтон. Используемые нами значения абсолютной величины звезды подчеркнуты в таблицах IVa и IVб.

Редукционные кривые были построены для интервалов от G_0 до G_9 и от K_0 до K_9 , в отдельности. Критериями в обоих случаях были упомянутые уже нами отношения

$$\frac{N}{CN_1}, \frac{N}{CN_2}, \frac{N}{CN_3}, \frac{N}{N_1}, \frac{4045}{4077} \text{ и } \frac{4063}{4077}.$$

Интенсивность каждой линии или полосы измерялась на 3-4 изображениях разных экспозиций. После учета экстинкции для каждой линии или полосы вычислялось среднее значение интенсивности. Затем по оси абсцисс откладывались абсолютные величины стандартных звезд, а по оси ординат — исправленные средние значения отношений интенсивностей линий. Полученная таким образом кривая служила редукционной кривой для определения искомым абсолютных величин.

Всего нами было получено по шесть редукционных кривых для классов G и K . Из них первые четыре, т. е. кривые, полученные из отношений $\frac{N}{CN_1}, \frac{N}{CN_2}, \frac{N}{CN_3}$ и $\frac{N}{N_1}$ в обоих случаях давали более надежные и мало отличающиеся друг от друга значения абсолютных величин. Причиной меньшей надежности применения двух других кривых являлась меньшая точность измерения спектральных линий, что было отмечено выше.

На чертежах 4 и 5 представлены редукционные кривые для классов G и K , соответственно. Легко убедиться, что хотя дисперсия точек не мала, она, тем не менее, почти одинакова для всех кривых данного спектрального интервала. Например, точка, соответствующая звезде β Drc (абсолютная величина: -1.7), одинаково выпадает из общего хода кривых (a), (б), (в), (г), а точка, соответствующая звезде δ And (абсолютная величина: $+0.7$) — из кривых (a'), (б'), (в'), (г'), (д'), (е'). То же самое можно сказать и о других точках. Это заставляет думать, что значительная дисперсия точек зависит, главным образом, не столько от неточности микро-

* Список спектральных абсолютных величин для наших стандартных звезд был любезно прислан нам профессором П. П. Пареняго.

фотометрического измерения, сколько от неуверенного значения абсолютной величины для некоторых звезд.

Нужно еще отметить тот важный факт, что крутизна наших редуцированных кривых, особенно кривых (а), (б), (в) и (а'), (б'), (в') неравномерна. Она гораздо больше в области гигантов, чем в области карликов. Поэтому, расхождение в значениях абсолютных величин, полученных из одной редуцированной кривой, но для разных отношений интенсивностей, больше для карликов, чем для гигантов, т. е. средняя ошибка одного определения абсолютной величины для карликов больше, чем для гигантов. Этот вывод хорошо иллюстрируется таблицей VIII, где наряду с разностями между двумя отношениями интенсивностей даны соответствующие им разности в абсолютных величинах для гигантов и карликов в отдельности.

Линдبلاد указывает, что поглощение циана в спектрах звезд зависит не только от абсолютной величины, но в некоторой степени и от спектрального класса. Наши редуцированные кривые, соответствующие поглощению циана, были построены для двух заметно широких интервалов спектрального класса: от G_0 до G_9 и от K_0 до K_9 . Было необходимо показать, в каких пределах ошибки абсолютной величины может проявляться влияние зависимости поглощения циана от спектрального класса, и нельзя ли обнаружить этот эффект на нашем материале. Можно было кстати предположить, что и дисперсия точек на кривых в некоторой мере могла увеличиться именно за счет этого эффекта. С этой целью каждый интервал был разделен нами на две части и были построены редуцированные кривые для меньших интервалов G_0-G_5 , G_5-G_9 , K_0-K_4 и K_4-K_9 , в отдельности. Такое разделение не показало почти никакого отклонения отдельных кривых от средней. Таким образом, зависимость поглощения циана от спектрального класса не показывает в нашем случае заметного эффекта.

Определив отношение интенсивностей спектральных полос и линий для исследуемых нами звезд, мы получали значения абсолютных величин из соответствующих редуцированных кривых. У нас была возможность получить для каждой звезды по шесть определений абсолютной величины из шести отношений интенсивностей. Но, так как мы имели по несколько снимков для каждой площадки, т. е. для каждой звезды, абсолютная величина определялась от 6 до 24 раз из шести редуцированных кривых. Затем из всех определений бралось арифметическое среднее. В том случае, когда некоторое значение абсолютной величины слишком отклонялось от среднего, выведенного по многим определениям (предельное отклонение $\pm 3^m$), оно исключалось из арифметического среднего. Из 1395 определений всего было исключено 21 негодное определение. В большинстве

случаев негодные значения относились к редуцированным кривым, построенным по отношениям интенсивностей $\frac{4045}{4077}$ и $\frac{4063}{4077}$.

В девяти Площадках Каптейна были определены абсолютные величины для 420 звезд, из коих 58 принадлежат к типу G , а 62 — к типу K . Сюда входят и звезды, не включенные в Бергедорфский каталог, но абсолютные величины которых мы всётаки определили. Спектральная классификация этих звезд нами не была произведена; мы целиком положились на классификацию Кэннон, тем более, что все эти звезды яркие, и их классификация должна быть надежной. Во всяком случае, при нашей дисперсии, мы не могли бы получить лучших результатов.

Для 1374 определений абсолютных величин 120 звезд среднее значение вероятной ошибки среднего арифметического оказалось равным $\pm 0^m 31$.

Средняя ошибка одного определения абсолютной величины, вычисленная для 82 звезд, приняла значение $\pm 1^m 24$. Вероятная же ошибка несколько превышает $\pm 0^m 8$.

Была определена средняя вероятная ошибка арифметического среднего отдельно для спектральных классов G и K . Они составляют, соответственно: $\pm 0^m 26$ и $\pm 0^m 35$.

Как видно, наши критерии абсолютных величин дают лучшие результаты для спектрального класса G , чем для класса K .

Как уже упомянуто нами, Линдبلاد¹⁷ обнаружил, что интенсивность поглощения полосы циана зависит от спектрального класса, возрастающая от G_0 до K_2 , а затем уменьшаясь. В спектральном классе K поглощение циана значительно меняется. Бекер¹⁹ также указывал на подобное явление. Наши результаты могут служить подтверждением этого явления.

В таблице IX собраны все определения абсолютных величин для 120 звезд G и K . Во втором и третьем столбце даны номера Площадок и номера звезд по Бергедорфскому каталогу. Звезды, не включенные в этот каталог, не имеют номеров в данном столбце. Видимые фотографические звездные величины и спектры, в седьмом и восьмом столбцах, взяты также из Бергедорфского каталога, но для звезд, не входящих в этот каталог, видимые фотографические величины и спектры даны по каталогу Непгу Дгарег. В девятом столбце приведены средние абсолютные величины звезд, определенные нами. Десятый столбец содержит вероятные ошибки арифметического среднего. Наконец, последний столбец указывает на число определений абсолютной величины для одной звезды, причем в скобках дано количество пластинок, по которым производились определения.

Интересно сравнить наши результаты с данными других обсерваторий, тем более, что некоторые из примененных нами критериев были введены впервые нами. Мы имеем основание отметить, что новые критерии $\frac{N}{CN_1}$, $\frac{N}{CN_2}$, $\frac{N}{CN_3}$ дали более надежные редуцированные кривые, и получаемые из них значения абсолютной величины очень близко подходили друг к другу. Для того, чтобы точнее выяснить каково согласие между определениями, полученными из этих кривых, были вычислены среднее и систематическое отклонения значений абсолютных величин, полученных из редуцированных кривых $\frac{N}{CN_1}$ и $\frac{N}{CN_2}$.

Для среднего отклонения $\left(\frac{N}{CN_1} - \frac{N}{CN_2}\right)$ значение, вычисленное из 225 определений, оказалось $\pm 0^m.63$, а систематическое отклонение для этой пары составляло около $+0^m.24$.

К сожалению, материал для сравнения с другими данными очень мал; всего оказалось 28 звезд, общих для нашего списка и каталога Адамса и его сотрудников (1935 г.), и лишь шесть звезд из них имели тригонометрические параллаксы. При таком скудном материале результаты сравнения, конечно, не могут привести к исчерпывающим заключениям.

Таблица X содержит список звезд, имеющих определения абсолютной величины на Абастуманской обсерватории и на обсерватории на горе Вильсон. Здесь же приводятся значения абсолютных величин, полученных из тригонометрических параллаксов для тех звезд, у которых имелись такие определения.

Для 27 звезд таблицы* было определено среднее отклонение $M_{\text{ми}} - M_{\text{мк}}$ (гора Вильсон минус гора Канобили), для которого получилось значение $\pm 1^m.1$; систематическое отклонение оказалось равным $+0^m.10$.

Полученные результаты дают основание признать, что наша система абсолютных величин не очень отличается от системы горы Вильсон, хотя среднее отклонение и значительно. Можно было попытаться найти соотношение между этими системами, хоть материал и не велик.

Решение по способу наименьших квадратов системы из 27 уравнений дало нам следующую формулу:

$$M_{\text{ми}} = (0.563 \pm 0.166) M_{\text{мк}} + (0.471 \pm 0.281).$$

Несмотря на то, что в нашем распоряжении очень небольшое число тригонометрических параллаксов, все-таки интересно сравнение наших абсолютных величин с величинами, полученными из тригонометрических параллаксов.

* Одна звезда (HD216397) была исключена из сравнения в связи с исключительно большим различием значений абс. величин.

Значения среднего и систематического отклонений $-(M_{\text{тр}} - M_{\text{мк}})$ для шести звезд оказались $\pm 1^m.9$ и $-0^m.1$, соответственно.

Следует отметить, что Хофлэйт в своей работе 1937 года¹⁶ указывает на то, что средняя разность $(M_{\text{сп}} - M_{\text{тр}})$ систематически меняется со спектральным классом от A до M. Для G_0 , например, она имеет значение -0.5 , для G_5 — -0.9 , для K_0 — -1.9 и для K_5 — -1.1 .

Этот вопрос у нас остается неисследованным из-за недостаточности материала для сравнения.

Мы построили по нашим звездам диаграмму Рессела (черт. 6).

Как видно, большая часть абсолютных величин группируется в пределах от -1^m до $+3^m$, а число звезд-карликов, как и следовало ожидать, очень мало. Например, от G_0 до G_9 звезд абсолютно слабее 3.0 звездной величины всего 5, а от K_0 до K_9 — 6.

Число звезд, имеющих в нашем распоряжении (120 звезд), конечно, очень мало для каких-либо суждений о распределении абсолютных величин по спектральным классам, но не лишено интереса, что распределение абсолютных величин, определенных на обсерватории Вильсон и на Гарвардской обсерватории, дает ту же картину, что и у нас, хотя дисперсия абсолютных величин в нашем случае несколько больше. Для классов G и K большинство звезд характеризуется абсолютными величинами от $-1^m.0$ до $+2^m.0$. Звезды карлики в обоих случаях едва охвачены. Для иллюстрации приводим диаграмму Рессела, построенную для звезд, абсолютные величины которых были определены на обсерватории Маунт-Вильсон и на Гарвардской обсерватории (черт. 7, заимствованный из работы Хофлэйт). Левая часть чертежа содержит абсолютные величины, полученные на горе Вильсон, правая — Гарвардские.

Наконец отметим, что распределение абсолютных величин не показало у нас какой-либо зависимости от видимой величины звезд. Заметим только, что звезды от 5.0 до 9.0 видимой величины оказались почти все гигантами. Тот же факт был отмечен Бекером¹⁹. Последний указывал на то, что звезды между 6^m и 8^m являются, главным образом, гигантами.

Подводя краткие итоги проделанной работы, можно сделать несколько общих заключительных замечаний.

Опыт определения абсолютных величин слабых звезд поздних спектральных классов — G и K — на основе спектров малой дисперсии, полученных с помощью объективной призмы в комбинации с 8" камерой Абастуманской Обсерватории, следует считать удавшимся. Даже в том виде, в котором выполнена данная работа, последняя дает достаточно удовлетворительные результаты. Но в процессе выполненной работы не только выявлены некоторые слабые стороны ее, но и намечены пути улучшения методики и возможности повышения точности определений.

Продолжение подобной работы можно признать целесообразным и она может оказаться эффективной, особенно если осуществить ряд следующих улучшений.

Во-первых, следует улучшить технику микрофотометрических измерений спектрограмм, добившись использования более подходящей шелевой диафрагмы. При этом целесообразнее вести фотометрию на так называемом „быстром“ фотометре, который, кстати, недавно установлен в Абастуманской Обсерватории.

Во-вторых, следовало бы выявить другие критерии абсолютных величин. Это возможно, а за их счет, а также и за счет других, известных, следует увеличить количество критериев, применяемых для определений абсолютных величин.

Затем весьма желательно увеличить количество стандартных звезд, что сделает возможным получение более надежных редуцированных кривых. Увеличение это также осуществимо за счет привлечения данных, по возможности, из всех существующих каталогов или других источников.

Необходимо также тщательное определение коэффициента спектральной прозрачности атмосферы и добиться получения точных и надежных значений $P(\lambda)$ путем более рационального подбора звезд, распространения наблюдений на достаточно широкие пределы зенитных расстояний и изменения методики фотометрии, сосредоточив измерения исключительно на непрерывном спектре.

Наконец, некоторые механические переделки наблюдательной аппаратуры (устройство наклона камеры или осуществление движения кассеты в камере) могли бы значительно улучшить качество наблюденного материала, благодаря возможности достичь одинакового расширения спектра на фотопластинках. Правда, осуществление этой последней меры сложнее остальных, но стремиться к нему необходимо.

При таких условиях, работы по определению абсолютных величин слабых звезд можно будет вести с большей эффективностью. И надо будет поставить задачей распространить эти определения и на звезды более ранних типов, в первую очередь—на звезды класса F , а затем и класса A .

А в таком случае, охватывая в будущем определениями абсолютных величин звезды, относящиеся к Площадкам Каптейна или расположенные в тех или иных интересных участках неба, можно получать, путем систематического накопления наблюдений, материал, ценный не только сам по себе, но и особенно интересный, если иметь в виду ведущиеся в Абастуманской Обсерватории исследования космического поглощения света звезд в галактическом пространстве. Отсутствие знаний абсолютных величин звезд весьма затрудняет, зачастую, дискуссию других данных, как например, цветовых эквивалентов или цветовых избытков звезд. Между

тем, определению этих последних посвящается значительная доля наблюдательных средств и времени Абастуманской Обсерватории. Возможность определения силами одной и той же обсерватории как показателей или избытков цвета, так и абсолютных величин, может сделать работы этой обсерватории, в частности, в области изучения космического поглощения, более целеустремленными и эффективными. Поэтому, не говоря уже об известной общей актуальности работы по спектральным параллаксам, она особенно интересна для Абастуманской Обсерватории с изложенной точки зрения, ввиду чего следует считать правильными и своевременными постановку и внедрение в практику Абастуманской Обсерватории определений абсолютных величин слабых звезд. Нам представляется, что настоящее исследование кладет начало этим определениям*.

В заключение считаю своим приятным долгом выразить искреннюю благодарность М. А. Вашакидзе, под руководством которого я выполнила данное исследование при прохождении аспирантуры и директору Абастуманской обсерватории Е. К. Харадзе, забота и помощь которого так содействовали моей работе**.

Март, 1948.

* Автору лишь недавно удалось ознакомиться с работой Кинана, содержащей изложение аналогичного исследования (Aph. J. 3, p. 475, 1941).

** На целесообразность постановки данной работы впервые обратил наше внимание академик Г. А. Шайн; им же была рекомендована она в качестве одной из тем кандидатских диссертаций, в бытность в Абастумани в 1942—1943 гг.

Примечание редактора