

## ИССЛЕДОВАНИЕ ИЗБИРАТЕЛЬНОГО ПОГЛОЩЕНИЯ СВЕТА В ГАЛАКТИКЕ ПО ЦВЕТОВЫМ ИЗБЫТКАМ КОРОТКОПЕРИОДИЧЕСКИХ ЦЕФЕИД

И. Ф. АЛАНИЯ

### Глава 1

#### КРАТКИЙ ОБЗОР ПРОБЛЕМЫ ГАЛАКТИЧЕСКОГО ПОГЛОЩЕНИЯ СВЕТА И ПОСТАНОВКА ЗАДАЧИ

§ 1. Введение. Исследование космического поглощения света в Галактике является одной из важнейших задач современной звездной астрономии и астрофизики.

Формирование, изучение и развитие данной проблемы имеет длительную историю. Однако, последние два десятилетия принесли ей особенно широкое и многостороннее развитие. Это развитие отмечено, в частности, вкладом советских астрономов, сыгравших выдающуюся роль своими исследованиями принципиального характера.

В нашем вступительном обзоре мы остановимся на некоторых основных моментах формирования проблемы и окнем взглядом работы по изучению поглощения света, выполненные за последние годы. Здесь уместно вспомнить, что весьма полный обзор работ в данной области, охватывающий исследования до 1950 года, включительно, дан в монографии Е. К. Харадзе [1].

§ 2. Открытие межзвездного поглощения света. В 1847 г. В. Я. Струве в Пулковской астрономической обсерватории, в своих знаменитых «Этюдах звездной астрономии» впервые указал на обнаружение им поглощения света в Галактике. Сравнивая числа звезд, получаемые из звездных подсчетов, с теоретически ожидаемыми, он нашел, что первые возрастают медленнее, чем это должно быть при полной прозрачности межзвездного пространства. Получаемые отклонения Струве приписал эффекту ослабления света звезд в Галактике и принял для коэффициента поглощения значение, которое по порядку величины согласуется с современными определениями (около  $0^m 5$  на кпс).

В начале XX столетия русский астроном Г. А. Тихов открыл существование в нашей Галактике избирательного ослабления света, применив для этого новый способ—метод светофильтров, до настоящего времени успешно используемый в подобных или других исследованиях. В сущности Г. А. Тихов впервые сформулировал закон межзвездного покраснения света. Он писал в 1910 году: «В космическом пространстве существует распыление света мельчайшими частицами, увеличивающееся с уменьшением длины волны» ([2], стр. 105).

\* Статья представляет собой основу кандидатской диссертации автора.

Отв. редактор Е. К. Харадзе

Б. А. Воронцов-Вельяминов опубликовал в 1929 г. каталог интегральных фотографических звездных величин шаровых звездных скоплений [3]. Обрабатывая данные своего каталога, он пришел к выводу о наличии межзвездного поглощения света в Галактике [4].

Годом позже Трэмплер дал убедительное доказательство существования поглощения света в Галактике на основе анализа данных о рассеянных звездных скоплениях [5]. Он классифицировал все известные в то время открытые скопления, разделив их на четыре группы в зависимости от степени концентрации звезд. Измерив видимые угловые диаметры  $d$  и применив фотометрические расстояния  $r$ , он перевел их в линейные диаметры  $D$ . Если принять линейные диаметры в среднем одинаковыми для данного типа скоплений, что довольно хорошо подтверждается наблюдениями, то они не должны показывать роста с расстоянием  $r$ . Но Трэмплер обнаружил, что чем больше  $r$ , тем больше получаемое  $D$ . Очевидно, что только искаженные поглощением фотометрические расстояния могли привести к такому результату. Принимая поглощение света пропорциональным расстоянию, он нашел, что рост средних величин  $D$  с расстоянием  $r$  прекращается при допущении поглощения с коэффициентом  $a = 0^m 67$  на кпс. Это значение коэффициента общего фотографического поглощения долгое время имело хождение как общепринятое.

**§ 3. Методы исследования поглощения.** После цитированных работ существование поглощения света в Галактике получило всеобщее признание. Влиянием поглощения искажается действительная картина распределения звезд на небе. Ослабляя свет лежащих за ним звезд, а также изменения распределение энергии в их спектрах, межзвездное вещество изменяет видимый блеск и цвет звезд. Поэтому в первый период после открытия межзвездного поглощения сразу возникла важнейшая проблема учета поглощения света во всех тех задачах, при решении которых применялись звездные величины или фотометрические расстояния и цвета звезд. Следовательно, появились и способы для оценки поглощения. Кроме «обычных» звезд подверглись исследованию другие объекты нашей Галактики, а также и внегалактические туманности.

Перечислим основные методы, которые наиболее часто применялись или применяются в настоящее время при исследованиях поглощения света.

1. Способ скоплений. Как отмечалось выше, при помощи этого способа Трэмплер дал убедительное доказательство наличия поглощения света в Галактике. Для коэффициента общего поглощения он получил значение  $0^m 67$  на кпс. Московские астрономы П. П. Паренаго, Б. В. Кукаркин и Н. Ф. Флоря [6] обнаружили, в результате пересмотра основных звездно-статистических данных о шаровых скоплениях, четкую зависимость между избытками цвета скоплений и их линейными диаметрами. Это дало авторам основание поставить под сомнение правильность значения трэмплерова коэффициента. И действительно, К. А. Бархатова [7] установила аналогичное явление и для рассеянных скоплений. Из-за неучета этого явления трэмплеровское значение коэффициента оказалось заниженным.

2. Подсчеты звезд. Этот метод был предложен Вольфом [8] в 1923 г. Производятся подсчеты чисел звезд до данной видимой звездной величины в исследуемой площадке и в выбранной соседней, «прозрачной» площадке и строятся кривые  $\lg N(m)$ . По расхождению этих кривых оцениваются величина поглощения и расстояние до поглощающего облака. При этом пренебрегают дисперсией абсолютных величин звезд. В

тридцатых годах указанный способ служил одним из основных средств исследования отдельных темных туманностей. Широко известны работы пулковских астрономов. Капитальное исследование принадлежит В. В. Лавдовскому [9]. Метод звездных подсчетов для изучения отдельных участков Млечного Пути, кроме Пулковской обсерватории, применялся также на обсерваториях Гарвардской, Упсалской и др.

В 1938 г. К. Ф. Огородников, проведя строгий математический анализ метода Вольфа показал, что в ряде случаев его применение дает ложные результаты. Неучет дисперсии абсолютных величин приводит к ложному растягиванию темных туманностей по лучу зрения [10]. Вместе с тем К. Ф. Огородников разработал более совершенный способ определения расстояния и поглощения в темных туманностях, применение которого дало автору возможность внести существенные исправления в ранее полученные результаты.

Метод звездных подсчетов относится к группе относительных способов, и степень «прозрачности» выбранной площадки в качестве объекта сравнения целиком оказывается на результатах. Кроме того, из-за неизбежного осреднения числа звезд, как бы сглаживается и не выявляется тонкая структура исследуемых областей. Тем не менее, с целью изучения сложной структуры Млечного Пути и в настоящее время встречаются работы, основанные на применении метода Вольфа в модифицированном виде.

3. Метод Z-координат. Способ определения среднего коэффициента общего поглощения по z-координате был предложен Боттлингером и Шнеллером [11]. Идея авторов основывается только на одном предположении: исходя из галактической концентрации долгопериодических цефайд, среднее абсолютное значение z-координаты  $|z|$ , в случае отсутствия поглощения, не должно давать хода с фотометрическим расстоянием, а должно быть постоянным. Если постоянство не соблюдается, то это говорит о наличии поглощающей среды и тогда, исправляя фотометрические расстояния за поглощение, добиваются постоянства z-координаты, в процессе чего и оценивается величина коэффициента поглощения. Важные исследования вокруг данного вопроса принадлежат О. А. Мельникову [12] и Джой [13]. Мельников впервые пришел к выводу о неправильности нульпункта кривой Шепли.

В общем, при надежном определении нульпункта зависимости период-светимость для долгопериодических цефайд и при условии привлечения достаточно большого количества наблюденных данных, способ может дать довольно уверенные результаты.

4. Собственные движения звезд. Последние представляют еще одно надежное средство определения общего поглощения света в межзвездном пространстве. Весьма интересно, что еще в 1910 г. на такую возможность указал Г. А. Тихов ([14], стр. 6, 7).

Если сравнить собственные движения звезд одной и той же видимой величины в исследуемой площадке и окружающем «нормальном» звездном поле, то при наличии поглощения света средние собственные движения для темного участка будут больше, чем для светлого. Величина поглощения оценивается сопоставлением звездных величин, имеющих одинаковые собственные движения в исследуемом участке и в «нормальном» поле, а расстояние до поглощающего облака определяется в принципе так же, как и в способе Вольфа. Заслуживают высокую оценку работы пулковского астронома А. Н. Дейча [15], определившего поглощение в нескольких Площадях Каптейна на основе своего каталога собственных движений звезд.

5. Подсчеты внегалактических туманностей. В 1934 г. Хаббл [16] опубликовал весьма обширное исследование видимого распределения внегалактических туманностей. Было обнаружено, что число наблюдаемых галактик на единицу поверхности небесной сферы постепенно уменьшается по мере перехода от галактических полюсов к галактическому экватору и достигает нуля в зоне Млечного Пути, в котором, как правило, мы вовсе не наблюдаем их. Этот эффект является результатом поглощения света диффузной средой, рассеянной в Галактике.

Исходя из эмпирической зависимости Хаббла:

$$\lg N(m) = 0.6m + c,$$

где  $N(m)$  число туманностей на один квадратный градус до данной величины  $m$ , а  $c$ —постоянная, Оорт предложил для оценки общего поглощения формулу [17]:

$$\Delta A = \frac{1.95 - \lg N(m)}{0.55}.$$

С помощью этой формулы можно определить разность в поглощении между исследуемой областью и полярной областью.

Метод подсчетов галактик имеет ряд недостатков, как, например, тот, что не во всех местах неба имеются подсчеты  $N(m)$ . Кроме того, поглощение получается на всем пути луча от нас до границы поглощающего слоя, вследствие чего невозможно оценить поглощение до какого-нибудь определенного расстояния внутри Галактики. Существенным недостатком рассмотренного способа является и то, что он полностью игнорирует колебания в числе галактики, вызванные особенностями их распределения в пространстве. Согласно известным исследованиям (см. [18, 19, 20]) галактики обнаруживают тенденцию объединяться в скопления.

6. Способ П. П. Паренаго. Известно, что изменение пространственной плотности звезд различных классов с расстоянием от галактической плоскости довольно хорошо представляется выражением:

$$D(z) = D(o) e^{-\frac{z}{\beta}},$$

где  $D(o)$ —плотность в плоскости Галактики, а  $z$  берется по абсолютной величине. Принимая такой же закон для распределения поглощающего вещества, П. П. Паренаго [21] получил для общего поглощения на расстоянии  $r$  формулу:

$$A(r, b) = \frac{a \beta}{\sin b} \left( 1 - e^{-\frac{r \sin b}{\beta}} \right).$$

Здесь  $a$  есть параметр, характеризующий поглощение в данном направлении,  $\beta$ —параметр, характеризующий концентрацию поглощающей материи к плоскости Галактики.

В 1945 г. П. П. Паренаго [22] изучил, на основе имеющихся данных, изменение параметров  $a$  и  $\beta$  в зависимости от галактических координат. Величина  $\beta$  оказалась совершенно постоянной в различных направлениях, а  $a$  колеблется в довольно широком интервале. Вместе с тем П. П. Паренаго разработал быстрый и удобный метод определения истинного расстояния с учетом поглощения света в данном направлении.

Указанный способ нашел широкое применение и оказался плодотворным в статистических исследованиях.

При определении параметров  $a$  и  $\beta$  по схеме Паренаго требуется знание плоскости симметрии поглощающей материи и исходного значения параметра  $\beta$ . В 1953 году Т. А. Кочлашвили и А. Ф. Торонджадзе [23] в Абастуманской астрофизической обсерватории предложили способ, свободный от указанных ограничений.

7. Метод цветовых избытоков. Все описанные выше способы дают возможность оценки общего поглощения света в пространстве. Но, как хорошо известно, в Галактике имеет место и избирательное ослабление света, которое можно обнаружить и исследовать методом цветовых избытоков. Сущность способа заключается в том, что определяют каким-либо способом показатели цвета звезд или других объектов; зная их нормальные цвета, просто вычисляют цветовые избытки.

Общее же поглощение оценивается косвенно, путем применения фактора, выражающего отношение общего поглощения к избирательному. Очевидно, что таким путем получается нижний предел для общего поглощения света, поскольку нейтральная составляющая поглощения остается неучтеною. Измерение интенсивностей света звезд в различных участках спектра и определение коэффициентов поглощения дают возможность судить и о физических свойствах межзвездной материи.

Способ цветовых избытоков нашел широкое применение в работах Стеббисса и его сотрудников [24]. Обширное исследование избирательного поглощения выполнено в Абастуманской астрофизической обсерватории Е. К. Харадзе, М. А. Вашакидзе, В. Б. Никоновым, Т. А. Кочлашвили.

§ 4. Природа межзвездного поглощения света. Уже в тридцатых годах исследователи пытались установить—как распределено поглощающее вещество в Галактике. Еще первые работы показали, что межзвездная материя концентрируется около галактического экватора. Весьма яркой иллюстрацией этого факта явилось обнаружение Хабблом «галактической зоны избегания».

На некоторое время утвердилось мнение, согласно которому межзвездное поглощение света вызывается космической пылью, приблизительно равномерно заполняющей пространство близ галактической плоскости. На такой точке зрения стоял, например, Шален [25].

Но, в то же время в литературе встречались отдельные высказывания и противоречивого характера. В связи с этим интересно вспомнить, что в 1935 г. Б. П. Герасимович указал, что причиной кучковатой структуры звездных облаков Млечного Пути может являться галактическое поглощение света [26].

Вопрос был окончательно решен в 1937 г. В. А. Амбарцумяном и Ш. Г. Горделадзе в Абастуманской астрофизической обсерватории.

В широко известной работе [27] В. А. Амбарцумян и Ш. Г. Горделадзе изложили весьма важный вывод, заключающийся в том, что космическое поглощение света в Галактике вызывается действием отдельных пылевых темных туманностей. Это открытие основательно изменило представление о природе межзвездного поглощения света, которое, согласно авторам, должно меняться скачками, по мере того, как луч света пронизывает одну, две, три или более туманностей.

Впоследствии работа [29] Б. В. Кукаркина, анализирующая т. наз. парадокс Шайна [28] явилась подтверждением вывода Амбарцумяна и Горделадзе, согласно которому поглощение вызывается отдельными облаками космической пыли.

Зависимость между избыtkами цвета звезд и яркостью Млечного Пути исследовал недавно В. Б. Никонов [30] по данным своего прецизионного каталога фотоэлектрических цветовых эквивалентов звезд спектральных типов B8 и B9, заключенных в пределах расстояний порядка 100—300 парсек. Оказалось, что корреляция, как правило, не наблюдается. Этот результат истолковывается автором как указание на реальность сложной структуры звездного фона и на возможность влияния нейтрально поглощающей материи. Автор справедливо замечает, что для такого сравнения нужно иметь фотоэлектрические измерения яркости полосы Млечного Пути.

К такому же результату привели Н. В. Быстрову спектрофотометрические исследования, выполненные в двух участках Млечного Пути: в Лебеде и Возничем [31].

Но какова бы ни была рассматриваемая зависимость, результаты многочисленных работ по изучению поглощения света в Галактике бесспорно указывают, что поглощающий слой распространен неравномерно и имеет весьма клюковатый, облакообразный характер.

Вопрос о составе межзвездной среды все время находился в поле зрения астрономов с момента возникновения проблемы космического поглощения света.

Еще в начале XX века было установлено присутствие в Галактике материи в газовом состоянии. Последняя обнаруживается по отдельным —стационарным— линиям в спектре звезд; не участвующим в допплеровских смещениях всех других линий спектра.

Биннендик [32] подверг анализу существующие каталоги стационарных линий кальция ( $H$ ,  $K$ ), натрия ( $D_1$ ,  $D_2$ ) и полосы  $\lambda 4430$  и получил следующее соотношение:

$$K = 0.18r + 0.7E.$$

Здесь  $r$  есть расстояние, а  $E$ —покраснение света.

Билс и Ок [33] использовали многолетние спектральные наблюдения звезд классов O и B2 в обсерватории в Оттаве и нашли:

$$r = 34.83K - 30.75D,$$

где через  $K$  обозначена эквивалентная ширина кальциевого линии  $K$ .  $D$  есть средняя величина интенсивностей натриевых линий  $D_1$  и  $D_2$ . Однако, известны и такие случаи, когда исследователи не обнаруживали связи между интенсивностью межзвездных линий и расстоянием. Этот факт получил правильную интерпретацию в том смысле, что и межзвездный газ характеризуется неравномерным распределением в пространстве.

Кроме того, исследования межзвездных линий в спектрах звезд, полученных с помощью спектрографов большой дисперсии показали, что часто они имеют сложную структуру, состоящую из нескольких компонентов. Для примера укажем на работу Мюнха [34], выполненную со спектрографом «кудэ», монтированным на 5-метровом рефлекторе. Оказалось, что межзвездные линии  $H$  и  $K$  кальция в спектрах звезд, более ранних, чем B3, в интервале галактических долгот  $65^\circ$ — $130^\circ$  до двух килопарсек, состоят из двух компонентов. Это служит указанием на то, что и межзвездный газ встречается в Галактике в виде отдельных облаков.

Эмиссионные линии наблюдаются также часто в спектрах диффузных туманностей. В деле открытия и всестороннего изучения светлых газовых туманностей в лучах  $Na$  широко известны многочисленные исследования Г. А. Шайна и В. Ф. Газе, выполненные в Крымской астро-

физической обсерватории. По Шайну и Газе масса некоторых диффузных туманностей, оцененная на основе светимости в линиях бальмеровой серии, порядка тысячи масс Солнца [35]. Естественно предположить, что среди неосвещенных туманностей так же должны встречаться такие гигантские газовые облака.

Спрашивается, не может ли газ вызвать наблюденное поглощение света, если он в таком большом количестве распространен в межзвездном пространстве? Соответствующие расчеты [36, 37] показывают, что нужное для этого количество газа в несколько раз превосходит полную массу всей Галактики.

Поскольку в условиях низкой температуры межзвездного пространства вещество не может существовать в жидким состоянии, то остается сделать заключение, что наблюденное поглощение света вызывается твердыми частицами. При этом, крупные частицы не могут играть основную роль ввиду того, что, как показывают наблюдения, поглощение носит избирательный характер; оно более интенсивно в области коротких длин волн и менее интенсивно в области длинных. Крупные же частицы будут, просто, экранировать свет. Кроме того, в случае таких частиц, для объяснения наблюдавшихся эффектов потребовалось бы опять таки фантастически большое значение общей массы межзвездного вещества. Следовательно, мы приходим к выводу, что избирательное поглощение обусловлено мелкими твердыми частицами, размеры которых сравнимы с длиной волны.

§ 5. Закон поглощения. После того, как было окончательно доказано ослабление света в Галактике, были сделаны попытки выявить характер зависимости поглощения от длины волны. Этому вопросу посвящены известные работы [38, 39, 40, 41, 42, 43, 45, 46].

В ряде работ было показано, что в исследуемом участке спектра не совсем точно соблюдается закон  $\lambda^{-1}$ . Вместе с тем обнаружилось, что закон изменения коэффициента ослабления света с длиной волны одинаков во всех участках неба. Этот вывод нашел поддержку в относительно недавней обширной работе Диван [44]. По ее мнению, в видимом участке спектра (3100—6100 Å) различий в форме кривых поглощения не наблюдается даже в туманности Ориона, которая, по исследованиям некоторых авторов, несколько отличается поглощающей способностью от других участков неба (см., например, [45, 46]). Между прочим, по недавним исследованиям Джонсона и Моргана [47], аномальной поглощающей способностью света характеризуется также область Лебедя ( $40^\circ < l < 50^\circ$ ).

Спектрофотометрические измерения Шаленом звезд классов B и A в Лебеде и Персеи также подтвердили небольшие отклонения от закона  $\lambda^{-1}$ , но Шален получил и кривые, выражющие отклонения от закона  $\lambda^{-1}$ , отличные друг от друга для этих двух участков неба, что дало повод высказать возражение против однородности состава межзвездного вещества во всех направлениях в Галактике [48].

Результаты более поздних работ Ван Райна [49] и Боргмана [50] находятся в согласии с выводами Стеббисса и Унтфорда о не вполне точном соблюдении закона  $\lambda^{-1}$ . Боргман построил средние кривые поглощения в отдельности для звезд, расположенных на галактических долготах  $|l| < 68^\circ$ , и звезд—на долготах  $|l| > 84^\circ$ . Оказалось, что кривые несколько отличаются одна от другой.

Обработка спектрограмм, полученных Н. В. Быстровой в Абастуманской астрофизической обсерватории, также показала небольшие изменения с галактической долготой в форме кривых поглощения [31].

Определение зависимости коэффициента поглощения от длины волн по спектру звезд представляет собой в принципе простую задачу. Но такие определения сопровождаются той трудностью, что не всегда есть возможность выбрать в качестве звезды сравнения такую, которая не была бы отягчена эффектом покраснения, происходящего или в межзвездном пространстве или в самой звезде.

В 1952 г. Л. В. Мирзоян предложил статистический метод вывода закона избирательного поглощения света, который позволяет избежать эту основную трудность [51]. Способ опирается на существование зависимости величины изменения спектрофотометрического градиента от избытка цвета. Эта зависимость имеет вид:

$$\Delta\varphi = 0.921 \frac{\lambda_1^3 \cdot \lambda_2^3}{\lambda_2^3 - \lambda_1^3} \cdot \frac{K_\lambda}{K} \cdot \frac{\alpha}{\lambda^{\alpha-1}} \cdot CE,$$

где  $K_\lambda$  есть коэффициент в законе избирательного поглощения. Используя фотоэлектрические избытки цвета Стеббисса, Хаффера и Уитфорда и спектрофотометрические градиенты Барбье и Шалонжа, Л. В. Мирзоян, пользуясь своим методом, пришел к выводу, полученному ранее О. А. Мельниковым, что показатель  $\alpha$  в законе  $\lambda^{-\alpha}$  изменяется, уменьшаясь по мере перехода к коротким длинам волн.

Из цитированных работ следует, что небольшое отклонение от закона  $\lambda^{-1}$  для межзвездного покраснения, по-видимому, существует. Однако, остается бесспорным тот факт, что в различных направлениях неба кривые поглощения показывают сходство между собой.

В связи с этим, интересно снова указать на работу Н. В. Быстровой [31]. С целью выяснения природы «эффекта сглаживания», она предприняла лабораторное исследование поглощения света мелкими частицами различных металлов и диэлектриков. Оказалось, что для всех металлов, способных окисляться, а также диэлектриков, кривые поглощения показывают сходство между собой. Это позволило ей сделать предположение о том, что если за избирательное поглощение света являются ответственными металлические частицы, способные соединяться с кислородом, то окисление их поверхностных слоев может привести к наблюдаемому сходству кривых поглощения в различных участках неба.

**§ 6. Основные данные о поглощающей среде.** Важной характеристикой межзвездного вещества являются размеры пылевых частиц, вызывающих наблюдаемое ослабление света в Галактике. Выяснению их было удалено много внимания.

Обстоятельное теоретическое исследование выполнил О. Струве в 1938 г. [52]. Он рассмотрел размеры частиц в диапазоне  $10^{-8} < r < 10^{-3}$  и пришел к заключению, что все размеры, за исключением  $10^{-5}$  см, следуют отвергнуть.

Зная из наблюдений поглощение в двух участках спектра, можно вычислить размеры частиц на основе физической теории Ми, которая разработана для частичек сферической формы.

Выражение, которое может послужить основой для вычисления размеров частиц поглощающей среды, имеет вид (см. [1], стр. 364):

$$1 + \epsilon = \frac{\lambda_1^3}{\lambda_2^3} \cdot \frac{J_m \left\{ \sum_{\sigma=1}^{\infty} (-1)^\sigma (a_\sigma - P_\sigma) \right\} \lambda_1}{J_m \left\{ \sum_{\sigma=1}^{\infty} (-1)^\sigma (a_\sigma - P_\sigma) \right\} \lambda_2},$$

где  $\epsilon = A_{\lambda_1} - A_{\lambda_2}$ ;  $A_{\lambda_i}$  и  $P_\sigma$  являются функциями диаметра поглощающих частиц.  $J_m$  обозначает минимум часть выражения в фигурной скобке.

Много усилий посвятил Шален [53] определению размеров частичек поглощающей среды на основе теории Ми. Вместе с тем Шален, табулируя ряд величин, участвующих в вычислениях, в значительной степени упростил решение задачи.

В Советском Союзе оценкой размеров частиц занимались О. А. Мельников, Е. К. Харадзе, Т. А. Коцлашвили и др. О. А. Мельников [12] получил

для железа  $d \approx 85 \text{ мкм}$

для никеля  $d \approx 115 \text{ мкм}$ .

Определения Е. К. Харадзе [1] базируются на большом материале по цветовым избыткам звезд в Избранных Площадках Каптейна. Вычисления были выполнены для железа. Оказалось, что в отдельных направлениях величина диаметра колеблется от 85—90 до 105—110 мкм. Причем, средний диаметр на высоких широтах на 10—15% меньше среднего диаметра около галактической плоскости.

Т. А. Коцлашвили в Абастуманской обсерватории получила для трех областей Млечного Пути (M 34, M 35 и «Циррус») [54]:

100 мкм для железа и

135 мкм для никеля.

Таким образом, оценки интенсивностей света звезд в двух участках спектра с точки зрения теории Ми, когда частички принимались за металл, привели к среднему радиусу порядка 100 мкм, который приблизительно отвечает закону поглощения  $\lambda^{-1}$ .

Выше приводились аргументы в пользу того, что поглощение света звезд в межзвездном пространстве вызывается отдельными пылевыми темными туманностями. Важной характеристикой темных туманностей является их поглощающая способность, выражаемая величиной  $\epsilon$  — средним поглощением света в отдельном темном облаке.

Еще в 1938 г. В. А. Амбарцумян и Ш. Г. Гордедадзе, в цитированной уже работе, выполненной в Абастуманской обсерватории, сделали попытку оценить эту величину. Они получили для  $\epsilon$  предварительное значение 0.73 в фотографических лучах [27].

Первое надежное определение  $\epsilon$  принадлежит В. А. Амбарцумяну. В ряде работ, В. А. Амбарцумян выдвинул предположение, согласно которому флуктуации яркости Млечного Пути и флуктуации в числе внегалактических туманностей обусловлены, в основном, клюковатой структурой поглощающего вещества. Он математически разработал теорию флуктуаций яркости Млечного Пути, применение которой к наблюдательным данным не только подтвердило сделанное предположение, но и позволило оценить среднюю оптическую толщину одного темного облака.

Теория флуктуаций Амбарцумяна оказалась весьма плодотворной и нашла применение и дальнейшее развитие в работах Г. И. Русакова, Б. Е. Маркаряна, Чандрасекара и Мюнха, Ш. Т. Хабибуллина, Т. А. Агекяна и др.

В 1939 г. В. А. Амбарцумян [55] подверг анализу подсчеты числа внегалактических туманностей. Было обнаружено, что разность  $\lg N - \lg N_0$ , характеризующая дисперсию в числах внегалактических туманностей, возрастает по мере приближения к галактическому экватору. Применением распределения Пуассона оптическая толщина одного пог-

лощающего облака была найдена равной  $0^m.274$ . При этом Амабарцумян использовал значение  $\alpha\beta = 0^m.25$  по Хабблу. Если принять  $\alpha\beta = 0^m.35$ , найдем  $\epsilon = 0^m.19$ .

В 1943 г. Б. В. Кукаркин [56] определил  $\epsilon$  на основе анализа флюктуаций цветов внегалактических туманностей, шаровых звездных скоплений и звезд спектрального типа  $B$ , имеющих большие галактические широты, и получил, в среднем,  $\epsilon = 0^m.34$ . В 1945 году П. П. Паренаго [22] по дисперсии отдельных определений поглощения  $A(r)$  нашел  $\epsilon = 0^m.27$ .

В 1944 г. Б. Е. Маркарян [57], на основе анализа подсчетов чисел звезд и суммарных их яркостей по наблюденным данным, обнаружил, что относительные среднеквадратичные флюктуации этих величин сильно возрастают по мере уменьшения галактических широт. Он построил теорию флюктуаций чисел звезд, вызываемых кластерной структурой поглощающего слоя.

Подсчеты ван-Райна привели к значению  $\epsilon = 0^m.18$ , а подсчеты звезд в областях больших темных туманностей дали  $0^m.25$ .

Данный вопрос в 1947 г. снова стал предметом исследования В. А. Амбарцумяна [58]. На этот раз он использовал подробные подсчеты внешних галактик Шепли [59] для южного полушария. Оказалось, что  $\epsilon = 0^m.23$ .

Применив обобщенную формулу известного метода М. А. Вашакидзе и проведя анализ флюктуаций в числе звезд в направлении галактического полюса, Ш. Т. Хабибуллин [60] нашел для  $\epsilon$  значение  $0^m.27$ .

Недавно Т. А. Агекян [61] опубликовал работу, в которой дается новое определение данной величины на основе теории флюктуаций. Он предлагает интерпретировать наблюдаемое распределение внегалактических туманностей и распределение яркости Млечного Пути при помощи случайных функций.

Полученные результаты определений  $\epsilon$  выражены следующей табличкой:

$b$	$15^{\circ}$	$32.5^{\circ}$	$52.5^{\circ}$
$\epsilon$	0.60	0.23	0.12

Резюмируя, можно заключить, что по ряду независимых определений советских астрономов, поглощение света отдельной темной туманностью равно, в среднем,  $0^m.27$  звездной величины.

Исходя из кластерной структуры поглощающего вещества, П. П. Паренаго [21] получил для коэффициента поглощения на килопарсек в плоскости Галактики выражение:

$$a_0 = \epsilon \frac{3\pi^2}{8} \bar{R}^2 \varphi(0),$$

где  $\epsilon$  есть среднее поглощение темной туманностью,  $\bar{R}$  — средний радиус и  $\varphi(0)$  — число темных туманностей в единице объема в окрестности Солнца. Принимая  $a_0 = 3^m.5$  на килопарсек,  $\epsilon = 0^m.25$  и  $\varphi(0) = 6 \cdot 10^{-4}$  темнотуман./пс<sup>3</sup>, Паренаго нашел для среднего радиуса величину  $\bar{R} = 2.5$  пс. В общем, за предельный радиус темной туманности по Паренаго [62] можно принять 15 пс.

В 1946 г. появилось обширное теоретическое исследование Оорта и Ван де Хулста [63], относящееся к межзвездному газу и пыли. Они принимают, что луч зрения длиной в 1000 парсеков пересекает в среднем 5 облаков. Считая звезды ранних спектральных типов и межзвездную среду независимыми образованиями, они находят, что около 14% объема вблизи галактической плоскости занято межзвездными облаками. Тогда из соотношения

$$\frac{4}{3} \pi r^3 N = 0.14,$$

где  $N$  — число туманностей в одном кубическом килопарсеке для среднего радиуса получается значение 0.21 кпс. Эту оценку следовало бы пересмотреть, поскольку в свете исследований Г. А. Шайна и В. Ф. Газе связь между газовыми диффузными туманностями и звездами ранних спектральных типов в большинстве случаев носит генетический характер.

Допуская, что на протяжении в 1000 парсеков расположено 7 облаков, и, что 5% пространства занято облаками, Стремгрен [64] получил  $\bar{r} = 5$  пс.

Мак-Кри [65] принял для межзвездных облаков функцию распределения следующего вида:

$$N(r) = \frac{N}{R} e^{-\frac{r}{R}}.$$

Здесь  $N$  есть полное число облаков в единице объема, а  $R$  — их средний радиус. По Мак-Кри эта функция удовлетворяет наблюденным данным при  $R = 3.8$  парсека.

В цитированной работе Т. А. Агекян дает оценку линейных размеров туманностей. Он обнаружил, что размеры уменьшаются по мере удаления от галактической плоскости следующим образом:

$b$	$15^{\circ}$	$32.5^{\circ}$	$52.5^{\circ}$
$S$	110 пс	17 пс	4.5 пс

Из сопоставления данной таблички с предыдущей легко заключить, что отношение  $E:S$ , пропорциональное плотности облака, падает при приближении к галактической плоскости. Отсюда автор пришел к выводу, полученному Е. К. Харадзе [1] еще ранее, о том, что гигантские облака в низких широтах представляют собой скорее скопления мелких облаков, чем отдельные сплошные образования.

Много работ было посвящено определению средней плотности туманностей и их частоты в единице объема пространства, в окрестности Солнца. В нижеследующей табличке мы приводим основные результаты, полученные различными авторами.

Автор	$\rho$	$N$	Источник
П. П. Паренаго . . . . .	$5 \cdot 10^{-24}$ г/см <sup>3</sup>	$7 \cdot 10^{-4}$	[62]
Оорт и Ван де Хулст . . . . .	$3.6 \cdot 10^{-6}$		[63]
Стремгрен . . . . .	$10^{-4}$		[64]
Мак-Кри . . . . .	$17 \cdot 10^{-24}$ г/см <sup>3</sup>		[65]
Е. К. Харадзе . . . . .	$7 \cdot 10^{-5}$		[1]

Как видим, расхождение между различными оценками довольно ощутимое. Для получения более надежных результатов необходимы дальнейшие исследования.

Значение оптической толщины поглощающего слоя Галактики является одной из важнейших постоянных звездной астрономии. Оно определялось неоднократно по различным небесным объектам (подробную литературу по данному вопросу можно найти в монографии Е. К. Харадзе [1]). Из подсчетов внегалактических туманностей Хаббл [16] нашел для оптической толщины величину  $0.^m25$ , которая получила широкое признание. Однако, советские астрономы П. П. Паренаго [62], Б. Е. Маркарян [66], М. А. Вацакидзе [67] и др. пришли к согласованному выводу о том, что оценка Хаббла является заниженной и ею не следует пользоваться. Перечисленные авторы получили значения  $0.^m34$ ,  $0.^m23$ — $0.^m40$  и  $0.^m34$ , соответственно.

Т. А. Агекян [61] пошел еще дальше. Применяя метод случайных функций, он критически пересмотрел результаты Хаббла. Дело в том, что в тридцатых годах межзвездную среду считали однородной. Поскольку Хабблставил задачей определение поглощения однородного слоя, он из общего числа 760 равномерно распределенных по небу площадок отбросил все те площадки, в которых можно было предположить наличие «угольных мешков». Агекян справедливо заключает, что по современным представлениям о структуре межзвездной среды такой отбор материала нельзя считать оправданным. Агекян нашел для оптической толщины поглощающего слоя величину  $0.^m46$ , которая значительно превосходит ранние определения.

Что касается общей массы темных туманностей, то первую, относительно надежную оценку ее сделал в 1940 г. В. Г. Фесенков [68].

Принимая радиусы частиц межзвездной пыли равными около  $10^{-5}$  см и учитывая дисперсию размеров частиц, Фесенков на основе теории Ми нашел полную массу равной  $10^8$  солнечных масс. При этом он пользовался приблизительной оценкой оптической толщины Галактики в экваториальной плоскости.

В 1945 г. П. П. Паренаго [22] предложил независимую оценку, согласно которой полная масса темных туманностей равна  $1.8 \cdot 10^8$  солнечных масс.

По исследованиям Е. К. Харадзе [1], опирающимся на богатый материал по цветовым избыtkам звезд в 43 Площадках Каптейна, данная величина оказалась равной  $10^7$  солнечных масс.

Наконец, отметим еще раз, что на основе разносторонних и многочисленных исследований как советских, так и зарубежных астрономов, выполненных вплоть до последнего времени, можно считать бесспорным, что поглощающее свет вещество, состоит оно из пыли или из газа, характеризуется неодинаковым и неоднородным распределением в Галактике. Имеются указания на то, что даже в сравнительно маленьких участках Млечного Пути коэффициент покраснения претерпевает значительные изменения [69, 1]. В таком случае, применением среднего коэффициента поглощения неизбежно маскируются реальные структурные свойства этих областей. Но, в иррегулярностях наблюдаются и определенные закономерности. Например, можно считать также установленным, что поглощение света в межзвездном пространстве растет с расстоянием, причем, поглощение в направлении на центр Галактики значительно больше, чем в направлении на антицентр. Кроме того, поглощение зависит от галактической широты, увеличиваясь по мере уменьшения последней.

Таковы основные данные относительно поглощающего вещества.

§ 7. Обзор работ последних лет по изучению поглощения света. В данном параграфе мы сделаем краткий обзор некоторых важнейших работ по изучению поглощения света в Галактике, выполненных в течение последних 5—6 лет. Полный обзор более ранних работ, вместе с конкретными результатами исследований, изложен в работе Е. К. Харадзе [1].

В 1952 г. Е. К. Харадзе опубликовал составленный им каталог показателей цвета 14000 звезд от 10.3 до 13.3 звездной величины в 43 Площадках Каптейна, на основе которого построил кривые зависимостей избытка цвета от расстояния для 43 направлений. Некоторые кривые характеризуются изломами, что свидетельствует о клюковатой структуре поглощающего вещества. Коэффициент избирательного поглощения света на первый килопарсек колеблется от 0.52 звездной величины в галактической плоскости до 0.06 на высоких галактических широтах. Относительно малое значение прироста избытка цвета на второй килопарсек (0.30 и 0.06, соответственно) истолковано как результат нахождения Солнца в области с повышенной плотностью межзвездного вещества. Детальный анализ избыток цвета привел Е. К. Харадзе к заключению о том, что покраснение света к северу от галактического экватора больше, чем к югу от него. В связи с этим заслуживает внимания работа Д. Ш. Хавтаси [70], выполненная в Абастуманской астрофизической обсерватории. Составив каталог около 800 темных туманностей по атласу Росса и Кальверт, он определил плоскость симметрии этих объектов. Оказалось, что, действительно, она наклонена к плоскости Галактики под углом  $4^\circ$ .

В течение последних лет Г. С. Бадалян в Бюрakanской астрофизической обсерватории занимается изучением избирательного поглощения света в Галактике по долгопериодическим цефеидам. С 1949 г. он опубликовал четыре списка показателей цвета, отнесенных к медианной фазе блеска этих звезд. В недавней работе Бадалян [71] провел общую дискуссию всего своего материала, который содержит данные о 167 галактических цефеидах. Абсолютные величины вычислялись по формуле:

$$\bar{M} = 1.^m04 - 1.87 \lg P.$$

Основные результаты исследования сводятся к следующему. Цефеиды, расположенные в областях в направлении на центр Галактики, обладают большими избытками цвета. Причем, последние сильно отличаются друг от друга, что, вероятно, обусловлено неоднородным строением поглощающих облаков в данном направлении. В противоположном направлении поглощение меньше и довольно однородно. В темном участке Лебедя даже по близким цефеидам наблюдается большое покраснение света. Близкие цефеиды особенно сильно покраснены в направлении Стрельца. В созвездии Кассиопеи избытки цвета цефеид, проектирующихся на яркие и темные участки, сильно различаются между собой. Значения среднего коэффициента избирательного поглощения по материалу Бадаляна в ярких, промежуточных и темных областях оказались, соответственно, равными  $0.^m27$ ,  $0.^m43$  и  $0.^m62$ . Средний коэффициент общего поглощения на один килопарсек в фотографических лучах равен  $1.^m31$ . Последнее значение автор считает заниженным из-за селекции материала.

В 1953 г. в изданиях Абастуманской астрофизической обсерватории вышла в свет вторая монография по поглощению света в Галактике,

принадлежащая М. А. Вацакидзе [67]. Для исследования покраснения ее автор привлек к анализу различные небесные объекты и разные методы. Анализ показателей цвета 509 внегалактических туманностей привел автора к выводу, что коэффициент избирательного поглощения в направлениях на центр Галактики на 0.11 звездной величины больше, чем коэффициент поглощения в антицентре. По цефенам для коэффициента покраснения он нашел в светлой области 0.<sup>m</sup>30, в светло-темной 0.<sup>m</sup>45 и для темной 0.<sup>m</sup>75.

В том же году в Бюллетенях Абастуманской обсерватории Б. В. Никонов [30] опубликовал фундаментальный каталог фотоэлектрических эквивалентов 1048 звезд спектрального класса B8—B9.

Предварительный анализ показателей цветов позволил Никонову выявить, по относительно близким звездам, области высоких галактических широт с заметным избирательным поглощением. В то же время, на умеренных и низких широтах наметились некоторые направления, относительно свободные от поглощающего вещества.

В 1953 г. Зонн [72] предпринял определение средних характеристик поглощения в окрестностях Солнца на основе каталога Эльвиуса. Предполагая, что распределение звезд в нашей Галактике обладает симметрией относительно оси и плоскости, он нашел  $a_{pg} = 3.4$  на килопарсек и для  $a_{ps} = 2.1$  на килопарсек. Следовательно,  $\gamma = a_{pg} : a_{ps} - a_{pr}$  приобретает значение 2.7, которое является заниженным по сравнению с другими определениями.

В перечисленных работах изучались большие области неба. За этот же период исследовались и отдельные темные туманности,—преимущественно, зарубежными астрономами. Здесь в первую очередь следует упомянуть работу Адольфсона [73]. Привлекая различные физические характеристики звезд (спектры, звездные величины, цвета и др.), автор подробно исследовал по методу Вольфа светлые и темные участки в области Тельца. На протяжении 600 парсеков констатируется наличие трех облаков, среди которых наибольшей поглощательной способностью, с неоднородным распределением вещества, характеризуется первое облако, расположенное не дальше 30—70 парсеков от нас. Автор находит, что для рассматриваемой области избыток цвета составляет 11—12% от общего поглощения. Методом Вольфа исследовались также другие темные туманности. Например, Franklin исследовал туманность в Лебеде [74], Бок и Коннолли [75] изучили область  $l = 160^\circ - 173^\circ$ ,  $b = -4^\circ + 8^\circ$ , Бок [76] исследовал туманности в Змееносце и в Тельце и т. д.

Все вышеприведенные результаты относятся к пылевой составляющей межзвездного вещества, производящей, как избирательное, так и общее поглощение света. Посредством спектров далеких звезд продолжалось изучение и газовой составляющей межзвездного вещества. В соответствующих местах мы приводили, частично, результаты фундаментального исследования Биннендика [32], а также Билса и Ока [33] и Мюнха [34]. Следует также отметить работу Спитцера и Лаутмен [77].

Вычисляя число атомов нейтрального натрия и ионизованного кальция из эквивалентных ширин межзвездных линий  $D_1$ ,  $D_2$  и  $H$ ,  $K$  на один квадратный сантиметр вдоль луча зрения, при предположении, что распределение частиц максвеллово, они пришли к выводу, согласно которому пространственная плотность нейтрального натрия значительно больше внутри поглощающих облаков, чем в пространстве между обла-

ками. Что касается ионизованного кальция, то его плотность оказывается в меньшей мере зависящей от наличия в данном направлении твердых частиц. Но, этот вывод, как отмечают сами авторы, нуждается в дальнейшей проверке.

Совсем недавно Войт [78], при исследовании межзвездных линий в спектрах звезд, расположенных в Скорпионе, обнаружил неравномерное распределение межзвездного вещества в этой области.

В течение промежутка времени, к которому относится этот обзор, были выполнены и исследования теоретического характера. В 1951 г. В. А. Амбарцумян [79] опубликовал крупную работу по теории флюктуаций, в которой метод, обоснованный им, получает дальнейшее развитие. Теория эта оказалась весьма полезной для изучения распределения межзвездного вещества. Теория флюктуаций развивается также в исследованиях Чандрасекара и Мюнха [80]. К рассматриваемому периоду относятся и работы Б. Е. Маркарьяна [81] и Т. А. Агекяна. Результаты Агекяна мы приводили в предыдущем параграфе. В цитированной работе Маркарьян показал несостоятельность возражения Миллера против использованного Маркарьяном материала и против метода анализа подсчетов звезд, развитого им же в работе [57]. В то же время Маркарьян приводит дополнительные доводы, убедительно подтверждающие достоверность прежних своих выводов.

В параграфе 3 говорилось, что в 1953 г. Т. А. Коцлашвили и А. Ф. Торонджадзе [23] предложили метод определения плоскости симметрии поглощающего вещества. Применяя этот способ к каталогу показателей цвета Харадзе, они обнаружили сильную зависимость параметра  $\beta$ , входящего в формулу поглощения Паренаго, от  $Z$ . Отсюда они сделали заключение, что распределение поглощающего вещества по  $Z$ -координате в действительности не представляется простой барометрической формулой вида

$$D(z) = D(o) e^{-\frac{z}{\beta}}$$

Заслуживает внимания недавняя работа А. Ф. Торонджадзе [82], посвященная вопросу об отношении общего поглощения к избирательному ( $\gamma$ ). В литературе встречаются указания, что  $\gamma$  меняется в зависимости от галактической широты. Например, Стеббинс и Уиттфорд обнаружили возрастание  $\gamma$  с увеличением широты [83]. Этот факт объяснялся до настоящего времени доминированием на высоких галактических широтах крупных частиц, производящих неселективное ослабление света. Исходя из литературных данных, из анализа теоретического выражения  $\gamma$  и из анализа кривых поглощения по материалу Е. К. Харадзе, А. Ф. Торонджадзе обнаружил весьма тесную зависимость  $\gamma$  от избытка цвета, в том смысле, что при возрастании избытка цвета  $\gamma$  уменьшается. После надежного определения коэффициентов этой зависимости станет необходимым внесение соответствующих корректировок во все те задачи, при решении которых используются фотометрические расстояния и переводные множители  $\gamma$ .

Наконец, отметим, что Велге [84] усовершенствовал метод звездных подсчетов для случая, когда последние относятся к классам с малой дисперсией абсолютных величин.

§ 8. Постановка задачи. Основная задача звездной астрономии заключается в выяснении строения Галактики. Важной предпосылкой для ее решения является получение численных значений звезд

ных плотностей. Исследования последних лет убедительно показали, что наша звездная система имеет сложное строение и состоит из большого количества взаимопроникающих подсистем, т. е. составляющих, каждая из которых обладает определенными, свойственными только ей физическими и кинематическими характеристиками. По этой причине невозможно получить общую, действительную картину строения Галактики без детального исследования отдельных ее частей и направлений. Решение общей задачи требует нахождения значений звездных плотностей для разных участков и на разных галактических глубинах. Но, здесь, мы сталкиваемся с большими трудностями. Из-за эффекта ослабления света в межзвездном пространстве, звездные подсчеты делаются несовершенными. Без учета влияния поглощения света на видимые звездные величины, плотности, получаемые из численных интегрирований основных уравнений звездной статистики, не будут соответствовать действительным их значениям. Значит, исследованиям плотностей в том или ином направлении должно предшествовать подробное изучение поглощения в этих же направлениях. Следовательно, задача исследования строения Галактики неотделима от задачи определения поглощения света в Галактике в различных направлениях [1]. Отсюда вытекает важность и актуальность проблемы поглощения в современной астрономии.

Но, исследование поглощения света в Галактике не преследует только эту цель. Оно важно и с точки зрения современной звездной космогонии. Совершенно естественно, что решение проблемы происхождения звезд и звездных систем невозможно без глубокого изучения свойств вещества, из которого они образуются, без исследования происходящих в нем процессов, основных закономерностей его развития.

Наконец, поскольку темная материя составляет значительную часть Вселенной, изучение поглощения света должно служить и задаче исследования пространственного строения всей материальной Галактики.

Ныне межзвездная среда изучается различными средствами. В настоящем обзоре мы вовсе не затрагиваем тех успехов, которые достигнуты в области изучения строения Галактики благодаря применению радиоастрономических наблюдений. Последние дают возможность исследовать межзвездный водород в нейтральном состоянии. Как известно, в таком состоянии это вещество недоступно изучению другими средствами. Мы также не затрагиваем вопросов, связанных с поляризацией света в межзвездном пространстве.

Существенный вклад внесли в изучение межзвездной среды симеизские астрономы Г. А. Шайн и В. Ф. Газе. Применением нового метода они открыли и каталогизировали большое количество газовых туманностей. Изучая подробно структуру этих объектов, им удалось обнаружить ряд интересных явлений и закономерностей. Можно утверждать без преувеличения, что после работы Шайна и Газе интерес к диффузным туманностям исключительно повысился.

Все эти методы являются довольно мощными в смысле проникновения в пространство и доставляют ценные сведения относительно пространственного распределения и физических свойств межзвездной среды.

Но, разновидности межзвездного вещества не исчерпываются нейтральным водородом и светлыми диффузными туманностями. Наблюдения показывают, что в межзвездном пространстве существуют в большом количестве и мелкие твердые частицы, производящие ослабление света по закону  $\lambda^{-1}$ . Метод цветовых избыток звезд дает возможность решать задачи, связанные с характеристикой физической природы и про-

странственного распределения этих частиц. Таким образом, сведения, получаемые перечисленными методами о межзвездной среде, существенно пополняют друг друга.

Дальнейшее развитие и усовершенствование этих методов, несомненно, приведет к новым важным и надежным результатам.

Мы увидели выше, что проблема детального исследования строения Галактики теснейшим образом связана с изучением поглощения света во многих индивидуальных направлениях. В Галактике имеет место, как общее, так и избирательное ослабление света. Изучение общего поглощения света является довольно трудной задачей. Оно требует применения абсолютных методов. Исследование же избирательного ослабления осуществляется сравнительно легко. Оно базируется на массовых определениях показателей цвета и спектральных характеристик звезд. Общее поглощение в этом способе оценивается путем применения фактора, определяемого отношением общего поглощения к избирательному. Получение спектров большого количества слабых звезд не является простой задачей. При современном уровне развития средств наблюдения могут быть классифицированы звезды до 14 звездной величины.

Из-за этого способ избыток цвета в настоящее время естественно ограничен в смысле проникновения в глубины галактического пространства. До некоторой степени этим объясняется тот факт, что за последнее время интерес к изучению поглощения света методом избыточного цвета ослабел. Астрономы увлекаются, преимущественно, светлыми диффузными туманностями и радиоастрономическими измерениями. Но, нельзя не признать, что в области поглощения света еще на долгое время останутся актуальными задачи, которые могут быть решены на основе наблюдательного материала, полученного с помощью оптических инструментов относительно скромных размеров.

Это обстоятельство, наряду с важностью исследования избирательного ослабления света в возможно большем количестве направлений, приуждает нас привлекать к наблюдениям, кроме «обычных» звезд, и такие объекты, которые не требуют специальной спектральной классификации. К числу таких принадлежат короткопериодические цефеиды. Преимущество применения этих звезд заключается и в том, что они встречаются в большом количестве на высоких галактических широтах, для которых мы располагаем довольно скучными данными о распределении поглощающего вещества.

Кроме того, определение показателей цвета короткопериодических цефеид имеет самостоятельное значение в связи с исследованием физической природы этих звезд.

С 1951 г. мы, в Абастуманской астрофизической обсерватории, по предложению Е. К. Харадзе, приступили к планомерным наблюдениям короткопериодических цефеид, доступных наблюдениям на нашей широте.

## Глава II

### МЕТОДИКА ОПРЕДЕЛЕНИЯ ЦВЕТОВЫХ ПОКАЗАТЕЛЕЙ КОРТОКПЕРИОДИЧЕСКИХ ЦЕФЕИД

§ 1. Наблюдательная аппаратура. Наблюдательный материал мы накапливали на анасторионной камере Шмидта. Оптическая схема инструмента дана на рисунке 1.

Обращает на себя внимание то, что деформированная поверхность коррекционной пластины обращена наружу. Диаметры сферического

зеркала и коррекционной пластины равны 444 мм и 360 мм, соответственно. Радиус кривизны зеркала  $2F=1250$  мм. Следовательно, относительное отверстие камеры получается  $1:1.74$ , а масштаб— $5.4$  минуты дуги в миллиметре. Из чертежа легко можно усмотреть, что линейный

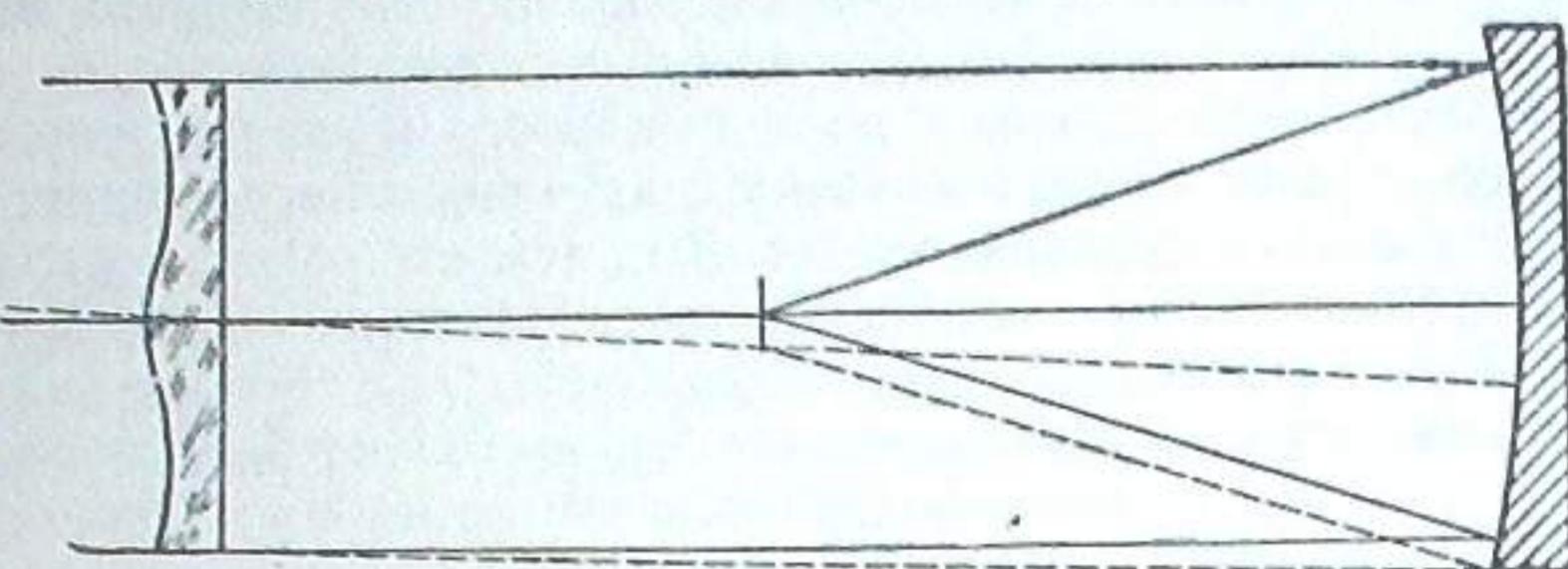


Рис. 1

диаметр невиньетированного поля определяется как разность радиусов сферического зеркала  $R_2$  и деформированной пластины  $R_1$ :

$$2r_0 = R_2 - R_1.$$

В нашем случае,  $R_2=222$  мм,  $R_1=180$  мм и, стало быть, для  $2r_0$  получаем величину 42 мм или в градусах 3.8.

Негатив покрывает площадь неба в 42 квадратных градуса.

Так как фокальная поверхность представляет собой сферу радиуса  $F$ , в качестве фотоматериала на данном телескопе употребляется пленка\*.

Отражательная поверхность зеркала покрыта алюминиевым слоем.

По исследованиям Ш. Г. Горделадзе и Е. К. Харадзе [85], хроматическая аберрация камеры, вводимая деформированной пластиной, очень незначительна и при хорошей юстировке инструмента качество изображения звезды по всему негативу превосходно. Камера монтирована на т. наз. параллаксической установке № 5, которая снабжена гиревым часовым механизмом и обеспечивает достаточно точное часовое движение инструмента.

**§ 2. Подготовительная работа.** Настоящее исследование первоначально ставило своей целью охватить наблюдениями все короткопериодические цефеиды до 13-й звездной величины в максимумах блеска. Мы выписали из Общего Каталога переменных звезд [86] около трехсот звезд, принадлежность которых к цефеидам была надежно установлена. Для нахождения на негативах звезд, которые должны были быть фотографированы, возникла необходимость отождествить переменные на каких-либо фотографических картах неба. В качестве последних мы выбрали карты Франклина-Адамса потому, что, во-первых, они имеются полностью у нас в обсерватории; во-вторых, масштабы карты Франклина-Адамса и нашей камеры приблизительно одинаковы. По карточным каталогам короткопериодических цефеид Государственного астрономического института им. Штернберга мы приступили к сортированию карт окрестных звезд в разных источниках, где только они были опубликованы. Для некоторого количества звезд, попадающих в зоны астрографических каталогов «Карты неба», нам самим пришлось составлять их. После этого мы приступили к отождествлению переменных на картах Франклина-Адамса. Этот процесс оказался довольно трудоемким и кропотливым из-за

\* Обсерватория располагает специально изготовленной корректирующей линзой типа линзы Пиаси Смита, которая, однако, пока еще не используется. Но, можно ожидать, что при светосиле  $1:1.74$  линза породит значительную кому.

того, что конфигурация звезд на некоторых картах была сильно искажена. Тем не менее, мы сумели с полной уверенностью отметить на картах двести короткопериодических цефеид. В некотором количестве звезды из нашего списка остались неотождествленными из-за плохого качества исходных карт. После этого, на основе ОКПЗ мы составили именной каталог программных звезд со всеми необходимыми данными, куда систематически заносились всякие изменения и дополнения, заимствованные из разных источников, поступающих в нашу обсерваторию.

**§ 3. Методика наблюдений.** Известно, что цефеиды меняют цвет по мере изменения блеска. В максимумах блеска они показывают более ранний спектральный тип и, следовательно, они горячее, чем в других фазах. Это в общем, затрудняет применение цефеид для задач, связанных с изучением космического поглощения света.

Все же, в случае долгопериодических цефеид, сравнительно легко можно найти выход из затруднения. Если предположить, что форма кривых изменения блеска долгопериодических цефеид не подвержена заметным изменениям в течение достаточно длинных промежутков времени, что действительно соблюдается для большинства звезд, можно их фотографировать произвольно и затем редуцировать полученные звездные величины к определенной фазе по стандартным кривым Паренаго и Кукаркина [87]. Такой методикой успешно пользуется Г. С. Бадалян в Бюраканской обсерватории [88]. Или же, руководствуясь теми же соображениями и вычисляя по каталогу моменты максимумов, можно фотографировать их в нужных фазах, как это делал в Абастуманской обсерватории М. А. Вацакидзе [67].

Однако, следует отметить, что периоды и световые кривые некоторых долгопериодических цефеид подвергаются значительным изменениям [89] и они требуют, особенно в некоторых случаях, осторожного обращения.

Изложенную методику определения показателей цвета долгопериодических цефеид нельзя распространить на короткопериодические цефеиды. Как известно, подавляющее большинство переменных этого типа отягчено эффектом Блажко. Во множестве случаев, изменения формы кривой блеска сопровождаются изменениями периодов и амплитуд, вследствие чего обращение к стандартным кривым для случая короткопериодических цефеид теряет смысл. С другой стороны, очевидно, что определяемые, с целью изучения покраснения, показатели цвета этих звезд должны относиться к одной и той же, совершенно определенной, фазе.

Исследование спектров ярких короткопериодических цефеид показало, что в атмосферах этих звезд происходят, в основном, те же физические процессы, что и у долгопериодических цефеид. Но, для последних установлен очень любопытный факт. Определяя спектральные типы на основе двухмерной классификации 11 долгопериодических цефеид и привлекая определения Струве [90] для 7 звезд, Коде [91] обнаружил, что спектральный тип в максимуме блеска практически остается неизменным при переходе от звезд с наиболее короткими периодами к звездам с наиболее длинными периодами. А в минимумах блеска налицо тесная зависимость между спектральным типом и длиной периода.

Возникает вопрос—не наблюдается ли подобное явление для короткопериодических цефеид? В случае положительного ответа, кажется совершенно естественным, что определения показателей цветов должны относиться к максимумам блеска. На этот вопрос могло бы пролить свет специальное исследование спектров данных звезд, как это делалось для

долгопериодических цефеид. К сожалению, такие попытки не предпринимались до последнего времени. Это в значительной степени обусловлено тем фактом, что короткопериодические цефеиды намного уступают долгопериодическим цефеидам по видимой величине. Только в конце 1953 года появилась работа Ивановской [92] о спектроскопических исследованиях 18 короткопериодических цефеид, в числе которых не все наблюдались в максимумах. Однако, рассмотрение существующих данных показало, что спектральные типы короткопериодических цефеид при максимумах блеска заключены, в основном, в пределах A0—A3, что, в целях нашей задачи, заставило нас определять их показатели цвета именно в этих фазах.

Поскольку нашей задачей является изучение избирательного поглощения света в Галактике в разных направлениях, то исследованию должно подвергнуться возможно большее количество звезд, но наблюдение каждой переменной, вошедшей в наш список, в течение всего периода изменения блеска повлекло бы крайне медленное накопление наблюдательного материала. Естественно, что по этой причине существенное значение имело для нас выяснение вопроса — с какой точностью возможно устанавливать моменты максимумов, предварительно, по известным элементам.

Мы выбрали из нашего списка несколько десятков звезд, более или менее надежно изученных, и собрали для них в Государственном астрономическом институте имени Штернберга все, когда-либо опубликованные наблюденные моменты максимумов. Тщательный анализ диаграммы «О—С» убедил нас, что элементам, данным в ОКПЗ, хорошо удовлетворяет очень небольшое количество звезд. Это объясняется тем, что, во-первых, как отмечалось, для короткопериодических цефеид характерен эффект Блажко и, во-вторых, в сороковых и пятидесятых годах нашего столетия наблюдений над этими звездами и уточнений их элементов производилось мало. При таких обстоятельствах нельзя было довольствоваться снимками переменных вблизи вычисленных моментов максимумов и мы оказались вынужденными фотографировать каждую звезду в течение ночи в нескольких фазах с таким расчетом, чтобы наблюдениями были охвачены и моменты максимумов.

Наблюдательный материал мы накапливали на анаберрационной камере Шмидта, подробное описание которой дается в работах [69, 85].

Для определения показателей цвета звезд мы воспользовались методикой, разработанной в Абастуманской обсерватории М. А. Вашакидзе и Е. К. Харадзе [93], принадлежащей к группе относительных способов и заключающейся в следующем. На одной и той же панхроматической пластинке, надлежащим перемещением кассеты, получаются два изображения звезды в синих и желтых лучах. М. А. Вашакидзе составил приведенным способом на той же камере системы Шмидта каталог показателей цветов внегалактических туманностей и долгопериодических цефеид. Достоинствами способа являются: проявление негативов с двумя изображениями в совершенно одинаковых условиях, быстрая фотометрической обработки негативов, экономное расходование фотоматериала и т. д. Основным его недостатком является то, что два изображения исследуемой звезды получаются не одновременно, а последовательно.

Перед тем, как приступить к планомерному накоплению наблюдательного материала, мы осуществили юстировку оптики инструмента и добились хороших изображений звезд по всему полю фокальной поверхности зеркала.

Проникающая сила нашего телескопа довольно велика. Даже при неблагоприятных атмосферных условиях, в Северном полярном ряде мы получали на пленке «изохром» (НИКФИ), чувствительностью 1800 по ХД, за 40 минут, звезды 17<sup>m</sup>. На этой же пленке, через светофильтры BG3 и GG11 за 5 минут обычно выходят звезды 12<sup>m</sup>, вполне пригодные для фотометрии. Это дало нам возможность варьировать, для большинства программных звезд, продолжительность экспозиции в интервалах от 1 минуты до 7 минут. В весьма редких случаях мы выходили за эти пределы.

В начале работы должное внимание уделялось вопросу — как производить фотографирование: фокально или внефокально. Известно, что при внефокальных изображениях характеристическая кривая ложится более круто и звездные величины определяются точнее, чем при обычных снимках. Но экстрафокальные изображения звезд, полученные телескопом системы Шмидта, имеют вид тонких колец, и некоторые авторы считают их негодными для измерений [94]. С другой стороны, в случае фокальных снимков, ввиду большой светосилы камеры, градация в звездных величинах незначительна. В результате обработки ряда снимков Северной полярной последовательности, полученных при разных удалениях кассеты от сферического зеркала, мы пришли к выводу, что наилучшие характеристические кривые получаются в том случае, если фотопластинку поместить на расстоянии 0.15 мм от фокуса. Перемещая кассету настолько с учетом, разумеется, температурных колебаний, мы на протяжении всей работы старались неизменно придерживаться этих условий. Следует отметить, что используемая система является короткофокусной и довольно чувствительной к температурным изменениям. Многолетний опыт показал, что при изменении внешней температуры на 8° положение фокуса смешается на одно деление барабана кассетной части, что соответствует 0.15 мм.

Наблюдения велись в ясные, безлунные ночи, при хороших атмосферных условиях. Заранее вычислялись моменты максимумов и переменная снималась в 5—7 фазах таким образом, чтобы вычисленный момент максимума занимал в данном ряде наблюдений промежуточное положение. В зависимости от длины периода, промежутки между фазами брались от 10 минут до 1 часа. В каждой фазе фотографирование мы начинали в синих лучах, после чего, прерывая экспозицию и перемещая звезду на кресте нитей гида, перед кассетой мы прокладывали желтый фильтр и снова приступали к экспонированию данной звезды с такой же экспозицией. Продолжительность разрыва экспозиций, как правило, не превышала одной минуты. Совершенно ясно, что при произвольном перемещении звезды в окуляре гида, изображения переменной могут перекрыть другие звезды фона, во избежание чего мы предварительно устанавливали при отождествлении с картами Франклина-Адамса направление перемещения инструмента для каждой звезды нашего списка. Продолжительность экспозиции для каждой звезды подбиралась с таким расчетом, чтобы при определении звездных величин в максимумах блеска можно было воспользоваться прямолинейной частью характеристической кривой. Наблюдения отдельных фаз в фильтрах для большинства исследуемых звезд занимали время от 7 до 11 минут. Учитывая это и принимая во внимание хорошую стабильность прозрачности атмосферы в течение ночи на горе Канобили, можно заведомо полагать, что влияние эффекта последовательных экспозиций на наши результаты практически не будет ощутимо. В свободные промежутки времени между фазами, в таких же условиях и с такой же экспозицией фотографи-

ровался в качестве стандартных звезд Северный полярный ряд без гидроизоляции.

Вследствие довольно точной установки телескопа по азимуту и по широте и хорошего хода часового механизма, изображения звезд на негативах полярной последовательности и других областей неба имеют вполне одинаковый характер.

Задействованные из ОКПЗ элементы оказались к моменту настоящего исследования для некоторого количества звезд настолько грубыми, что даже при принятой схеме наблюдений, мы не всегда достигали цели в течение одной ночи.

В свободные промежутки времени кроме полюса фотографировались и другие программные звезды по принятой схеме.

**§ 4. Светофильтры и фотоматериал.** Как указывалось в предыдущем параграфе, фотографирование исследуемых звезд производилось через шоттовские светофильтры BG3 и GG11, свойства которых подробно описаны в работе Е. К. Харадзе [1].

Общая кратность используемых светофильтров BG3 и GG11 в комбинации с пленками с эмульсией «изохром» была определена М. А. Вахакидзе [67] способом трубчатого фотометра и оказалась 3.0 и 1.8, соответственно.

Мы не сочли нужным заняться специальным испытанием наших светофильтров, поскольку подобные исследования Е. К. Харадзе [1] и Т. А. Коцлашвили [54] показали, что фирменные данные Шотта не отличаются существенно от непосредственных измерений.

Весь негативный материал мы получили на пленках с эмульсией «изохром» производства НИКФИ, полив которой в соответствии с нашими задачами происходил по особому, нашему же заказу. Наряду с высокой чувствительностью (1800 по ХД), светочувствительный слой этой эмульсии свободен от дефектов различного происхождения. Область сенсибилизации простирается до 650 мкм. Ниже мы приводим кривую спектральной чувствительности нашей пленки. Измерения любезно выполнила по нашей просьбе И. И. Брейдо в Государственном оптическом институте.

Как нам показал опыт, сенсибилизованные эмульсии сохраняют свои первоначальные характеристики в течение 5—6 месяцев со дня выпуска, после чего чувствительность сильно понижается и значительно возрастает вуаль. По этой причине мы были вынуждены вести фотографирование, по мере старения фотоматериала, на эмульсиях, полив которых в различное время. Но при этом, по заверениям заведующего пленочным цехом НИКФИ А. И. Дебердеева, неизменно соблюдались предъявляемые нами условия, относящиеся к качеству и характеристикам пленок.

Измерения контрольных звезд на негативах Полюса убедили нас, что цветовая система, при переходе от пленок одного полива к пленкам другого, не изменялась.

Таким образом, мы вправе считать наши наблюдения безупречными в смысле однородности фотоматериала.

**§ 5. Проявление.** Для установления наилучших условий фотографической обработки фотопленок мы предварительно испытали несколько рецептов проявителя, предложенных в разных руководствах по фотографии. Обычно применяемый в Абастуманской обсерватории мето-

ло-гидрохиноновый проявитель\* оказался неудовлетворительным для высокочувствительных пленок, вследствие заметного вуалирования последних. Это объясняется тем, что в состав этого проявителя метол входит в

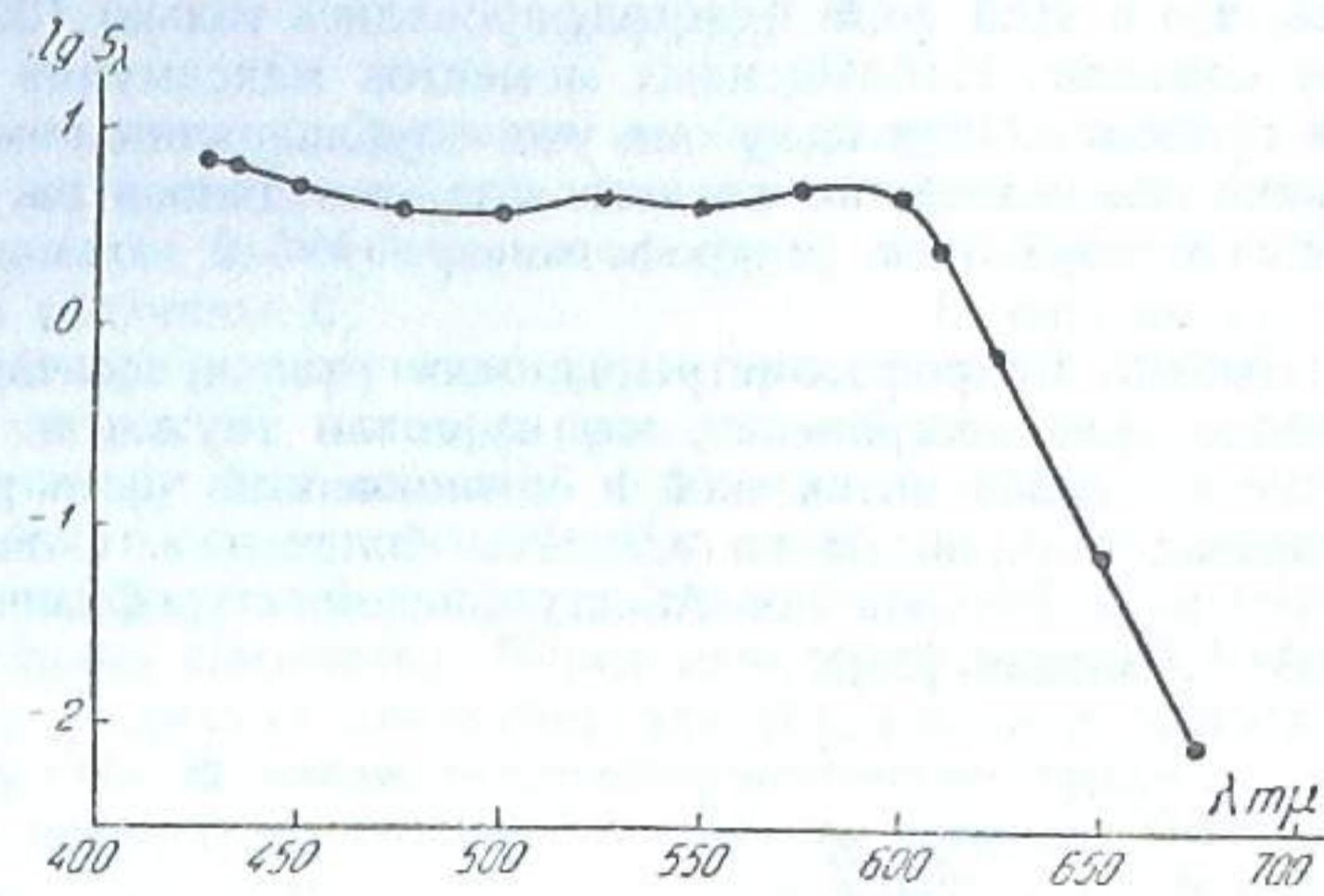


Рис. 2

большом количестве. После ряда проб мы остановились на быстродействующем проявителе Чибисова, в котором относительное содержание метола незначительно.

При приготовлении проявителя вещества растворялись в порядке, указанном в рецепте, после чего раствор дополнялся дистиллированной водой до 2 литров. Для замедления вуалирующего действия проявителя бромистый калий брался в два раза большем количестве, чем это требуется по обыкновенному рецепту.

Проявление пленок производилось следующим образом. В специальный металлический держатель закладывалось несколько пленок, после чего они одновременно погружались в бачок с проявителем. Вращением держателя в бачке осуществлялось энергичное перемешивание раствора, что является существенным агентом при проявлении скрытого фотографического изображения. Пленки проявлялись в течение 6 минут при температуре +18°C, причем, постоянство температуры проявления контролировалось.

Фиксирующий раствор приготавлялся по рецепту:

гипосульфит натрия	250 гр,
сульфит натрия, кристаллический	30 гр,
вода дистиллированная	1000 гр.

К раствору добавлялось 2.5 см<sup>3</sup> серной кислоты. После фиксирования негативы промывались в проточной воде около двух часов. Во избежание запыления фотографического слоя на негативах сушка пленок производилась в закрытом ящике.

**§ 6. Фотометрические измерения негативов.** К планомерному накоплению наблюдательного материала мы приступили с июля 1951 года и продолжали его до ноября 1955 г. За это время нам удалось пронаблюдать 134 короткопериодических цефеиды. Всего получено 1220 негативов, из которых 286 относятся к звездам Северополярной последовательности.

\* Изготавливается по рецепту: гидрохинон 8 гр, метол 5 гр, сульфит натрия, кристалл. 50 гр, сода безводная 50 гр, бромистый калий 3 гр.

Точным фотометрическим измерениям материала предшествовали визуальные оценки блеска с целью отбора негативов с изображениями звезд в максимумах блеска.

Оказалось, что в этой фазе фотографировались только 102 короткопериодические цефеиды. Наблюденных моментов максимумов в данной работе мы не приводим, поскольку они уже опубликованы нами [95, 96].

Фотометрические измерения негативов производились на фотоэлектрическом нерегистрирующем микрофотометре МФ-2, схема которого представлена на рисунке 3.

В виду того, что микрофотометры данного типа в последнее время получили широкое распространение, мы не сочли нужным изложить здесь подробное описание оптической и механической части прибора и методики производства работы на нем, тем более что такое описание уже опубликовано в Бюллетенях Абастуманской астрофизической обсерватории (Р. А. Бартая, [97]).

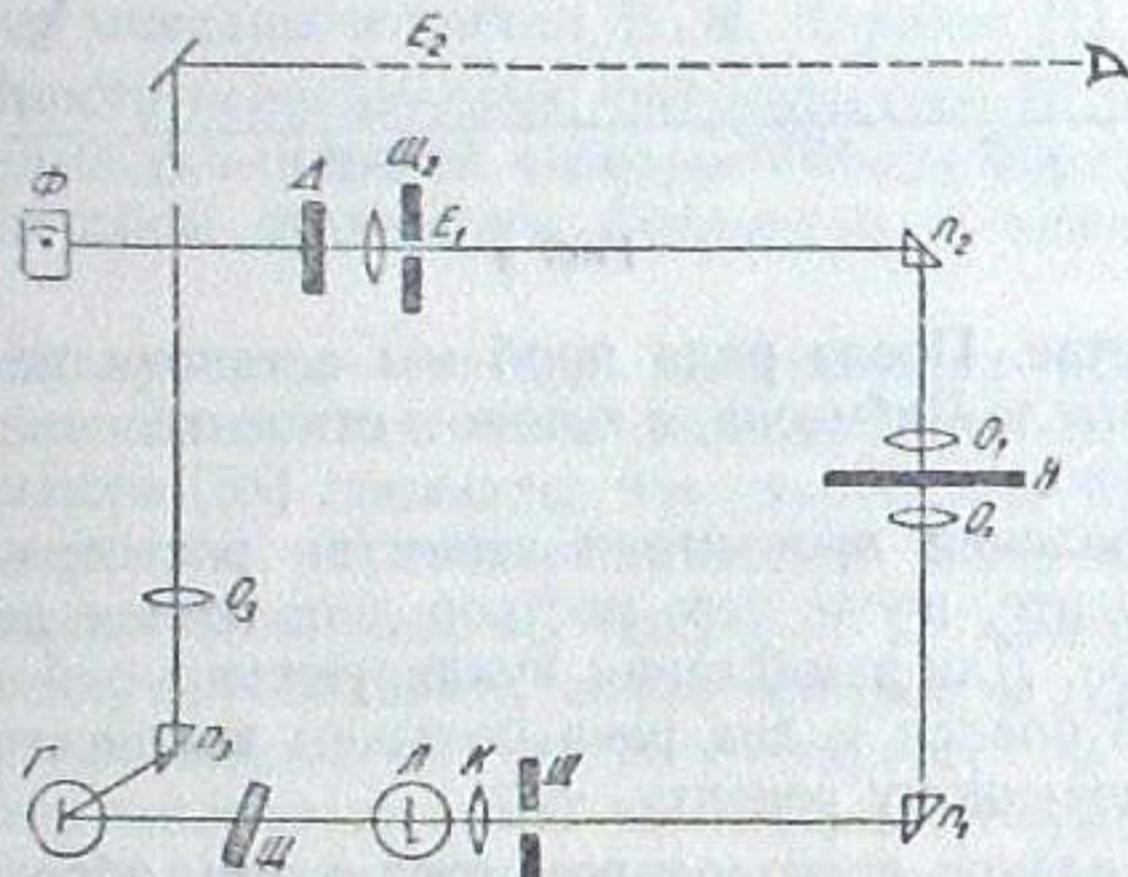


Рис. 3

Перед тем, как приступить к измерениям, мы провели тщательную юстировку лампы микрофотометра, в результате чего добились однородной плотности блика. 12-вольтовая лампа  $L$  питается щелочными аккумуляторами, которые обеспечивают хорошую стабильность накала. При измерениях все время поддерживался накал лампы в 11 вольт. Для того, чтобы установилось постоянство режима горения лампы, измерения начинались через 20—30 минут после ее включения.

Фотометрируемая пленка закладывалась между двумя прозрачными фотографическими пластинками на столике прибора, после чего в поле зрения микрофотометра вводились изображения звезд.

Так как отклонения гальванометра пропорциональны световым потокам, падающим на фотоэлемент, то меру фотографического действия света звезд на эмульсию, так называемый «отсчет микрофотометра»  $E$ , вычисляют по формуле:

$$E = 1000 \frac{n_* - n_0}{n_f - n_0},$$

где  $n_*$  есть отсчет гальванометра микрофотометра при наведении на звезду,  $n_f$  — при наведении на фон,  $n_0$  — отсчет гальванометра при затмении фотоэлемента. Коэффициент 1000 введен для удобства вычислений и обработки. При измерениях  $n_0$  всегда приравнивается нулю

перемещением шкалы гальванометра, благодаря чему для  $E$  получаем более простое выражение:

$$E = 1000 \frac{n_*}{n_f}.$$

Для каждого изображения мы брали по два отсчета гальванометра и такое же количество — при наводке на фон около звезды. Средние арифметические из отсчетов на звезду  $n_*$  и на фон  $n_f$  служили для вычисления величины  $E$ .

Известно, что крутизна характеристической кривой в некоторой степени зависит от размера применяемой при измерениях диафрагмы. Так, например, если площадь блика значительно превышает размер наибольшего из измеряемых изображений звезд, то характеристическая кривая ложится более полого и, стало быть, точность определений звездных величин снижается. Перед началом измерений мы испытали ряд диафрагм различных диаметров для установления оптимального размера блика. После анализа характеристических кривых, полученных с разными диафрагмами одного и того же негатива Полюса, мы остановились на диафрагмах, имеющих диаметры 2.0 и 2.5 мм, т. е. № 1 и № 2, соответственно, в наших обозначениях. 90% измерительной работы было выполнено с диафрагмой № 1. Лишь при измерении изображений ярких переменных приходилось прибегать к диафрагме № 2.

§ 7. Построение характеристических кривых и вывод показателей цвета. Как отмечалось выше, в качестве стандартных звезд для построения характеристических кривых нам служили звезды Полярной области.

Негативы Полюса и переменной, полученные на пленках из одной и той же коробки, экспонировались, проявлялись и фотометрически обрабатывались в совершенно одинаковых условиях.

Так как короткопериодические цефеиды в максимумах блеска принадлежат спектральному типу А, при построении редукционных кривых мы ограничились в полярном ряде, в основном, звездами, показатели цвета которых не больше 0.5 звездной величины. В весьма редких случаях использовались звезды №№ 21, 22, 23 и 24. По неизвестным нам причинам, звезда № 17 систематически выпадала из кривой, вследствие чего в большинстве случаев она не измерялась. Количество звезд, участвовавших в построении редукционной кривой, в каждом отдельном случае определялось звездной величиной переменной в максимуме блеска.

Значения фотографических и фотовизуальных величин звезд последовательности №№ 8—24, были взяты из работы Сирса и Джойнер [98]. Эта работа содержит результаты новой ревизии цветовых показателей звезд Северной полярной последовательности.

Масштаб кривой был: 0.2 звездной величины (по оси абсцисс) и  $E=40$  единиц (по оси ординат) на один сантиметр.

Приведем для примера одну из характеристических кривых, построенных по звездам Полюса (негатив № 2179), которую можно рассмотреть как типичную (Рис. 4).

Как видим, рассеяние точек незначительно и звездные величины в прямолинейном участке характеристических кривых определяются вполне уверенно.

Располагая редукционными кривыми вышеприведенного вида для исследуемых звезд, легко можно переводить отсчеты микрофотометра  $E$  в звездные величины. Полученные таким образом звездные величины

обычно исправляют за ошибку поля камеры и за атмосферное ослабление света. В данном случае ошибки, обусловленные хроматической и сферической аберрациями, а также внеосевыми аберрациями отсутствуют. Остается только влияние эффекта виньетирования.

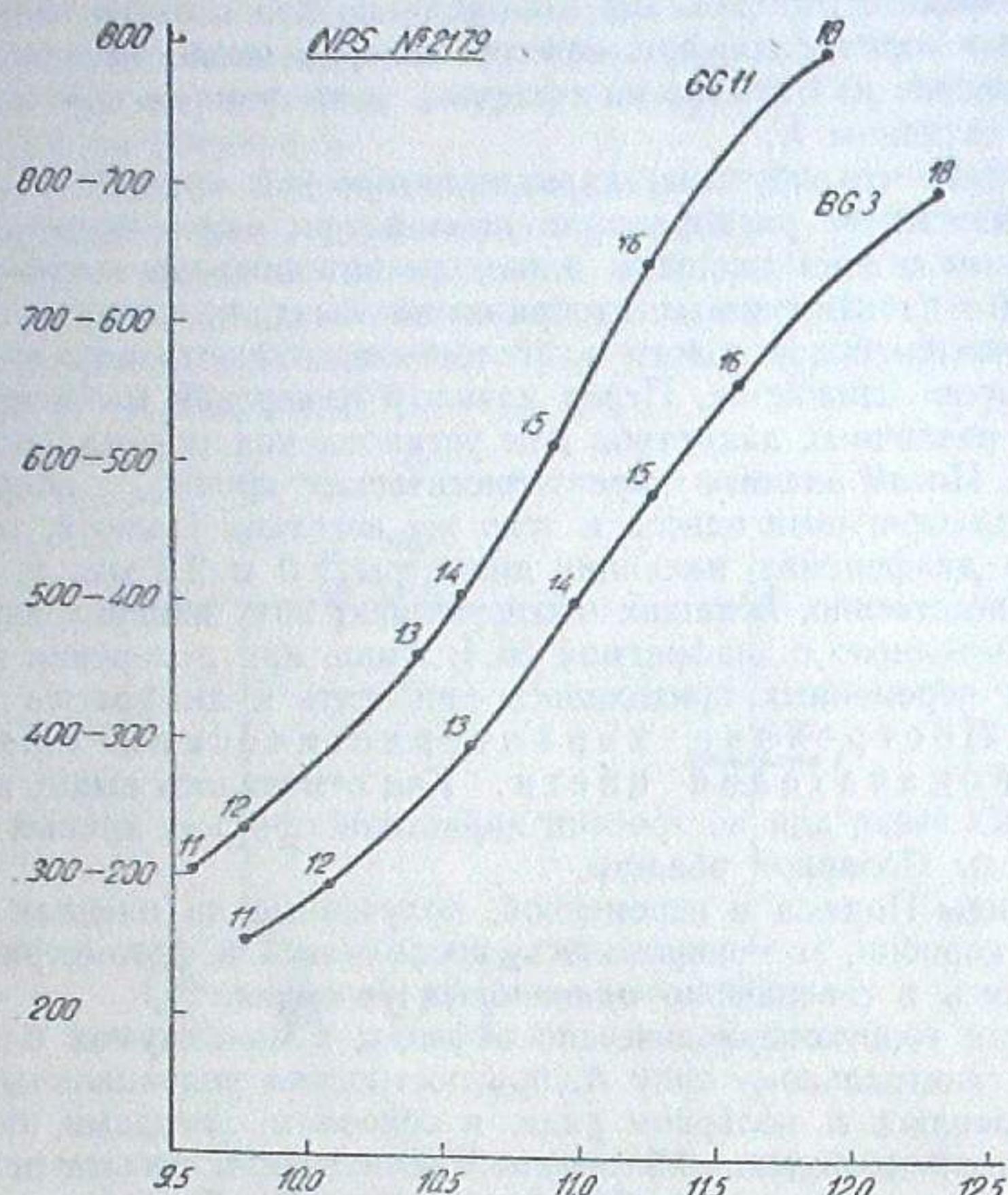


Рис. 4

По исследованиям М. А. Вашакидзе [67], потери света, в результате виньетирования поля камеры от центра на расстоянии  $2^{\circ}20'$ , не превышают 0.01 звездной величины. Так как фотографированию и фотометрированию подвергались единичные переменные, нам ни разу не пришлось выходить при фотографировании переменной за пределы двух градусов. Все используемые звезды Северной полярной последовательности, при масштабе нашей камеры, также попадают в невиньетированное поле. Таким образом, выведенные нами ряды звездных величин не отягощены ошибками поля камеры.

Хорошо установлено, что земная атмосфера обладает свойствами избирательного ослабления света, причем, ослабление тем больше, чем меньше длина волны света. Очень часто для того, чтобы автоматически исключить эффект ослабления света, исследуемую и стандартную площадки фотографируют на равных зенитных расстояниях. Разумеется, что в случае переменных звезд, когда подобно нашим задачам ставится целью количественная оценка их блеска в определенных фазах, условие равных зенитных расстояний никак не может соблюдаться.

Поэтому мы решили редуцировать наблюдаемые нами видимые звездные величины к зенитному расстоянию Полюса. Если обозначить

через  $m_s$  и  $m_0$  звездные величины переменной на зенитном расстоянии  $z$  и в зените, соответственно, то основная формула принимает вид:

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

$F(z)$  — оптическая длина пути луча звезды в земной атмосфере, а  $P(\lambda)$  коэффициент прозрачности. Допустим теперь, что  $m_{s1}$  и  $m_{s2}$  равны видимым звездным величинам на двух различных зенитных расстояниях  $Z_1$  и  $Z_2$ . Тогда получаем формулу:

$$\Delta m = m_{s1} - m_{s2} = -\frac{\lg P(\lambda)}{0.4} [F(Z_1) - F(Z_2)], \quad (2)$$

которая и служила для учета поправки за разность зенитных расстояний наблюдаемой звезды и Северного полюса.

Значение коэффициента прозрачности  $P(\lambda)$ , входящего в эту формулу, зависит, как известно, от высоты места над уровнем моря и от метеорологических условий. Поэтому  $P(\lambda)$  меняется не только с переходом от одного места наблюдения к другому, но может меняться даже в течение нескольких часов для одного и того же пункта.

В связи с этим фактом, при фотографических наблюдениях очень важно определять коэффициент прозрачности для каждого пункта наблюдения. Для точной редукции необходимо определять  $P(\lambda)$  для каждой ночи наблюдения, но это требует серии вспомогательных наблюдений и связано с практическими трудностями, ввиду чего астрономы, обычно, пользуются средним значением коэффициента прозрачности.

Как показали специальные исследования, связанные с электрофотометрией звезд и актинометрическими наблюдениями, коэффициент  $P(\lambda)$  на горе Канобили претерпевает небольшие сезонные изменения. Это хорошо видно из таблицы, заимствованной из работы Т. Г. Мегрелишвили [99]. Данные относятся к электрофотометрическим измерениям  $P(\lambda)$  с применением светофильтров BG3 и GG11.

	1942		1943		1944		1945	
	BG 3	GG 11						
Весна . . . . .	0.74	0.85	0.62	0.83	0.70	0.84	0.66	0.82
Лето . . . . .	0.64	0.83	0.65	0.80	0.60	0.83	—	—
Осень . . . . .	0.67	0.83	0.68	0.84	0.69	0.84	0.70	0.85
Зима . . . . .	—	—	0.69	0.85	0.67	0.83	—	—
Среднее за год .	0.68	0.84	0.66	0.83	0.68	0.84	0.68	0.84

Предприняв специальные фотографические наблюдения на анаберационной камере системы Шмидта с целью определения среднего значения  $P(\lambda)$  для длин волн  $\lambda\lambda$  4060 и 5400 в комбинации с фильтрами BG3 и GG11, Н. Б. Каландадзе [100] получила значения, весьма близкие к соответствующим известным значениям Аббота. Это дало нам основание пользоваться абботовскими коэффициентами  $P(\lambda)$ , которые в случае  $\lambda\lambda$  4090 и 5600, равны 0.74 и 0.89. Имея в виду, что исследование

Аббота, выполненное при помощи спектролометра, является наиболее обширным и однородным по методике наблюдений и, что высота над уровнем моря Канобили близка к высоте горы Вильсон, мы сочли возможным обратиться при наших определениях эффективных длинах волн к определениям Аббота.

В общем, привлечение многих определений  $P(\lambda)$  относительно длин волн 406 и 560  $\text{мкм}$  убедило нас, что, несмотря на значительные различия результатов у отдельных авторов, разности коэффициентов для упомянутых двух длин волн, участвующих в определениях показателей цвета, получаются довольно близкими друг к другу.

Подставляя в формулу (2) для фотографических и фотовизуальных лучей принятые значения коэффициента прозрачности, получим:

$$\Delta m_{pg} = 0.328[F(z_1) - F(z_2)] \text{ и}$$

$$\Delta m_{pr} = 0.128[F(z_1) - F(z_2)].$$

Отсюда

$$\Delta m = \Delta m_{pg} - \Delta m_{pr} = 0.20 [F(z_1) - F(z_2)]$$

Считая  $Z_1$  зенитным расстоянием Полюса и беря значение функции  $F(Z)$  из таблицы Бемпорада, имеем окончательно:

$$\Delta m = 0.30 - 0.20 F(z).$$

По этой формуле редуцировались показатели цвета исследуемых звезд к зенитному расстоянию Полюса. Значения  $F(Z)$  брались из тех же таблиц Бемпорада по аргументу  $Z$ .

Для подавляющего большинства обработанных снимков зенитное расстояние не превышает 50 градусов. Только в двадцати случаях это находится в пределах 50 и 60 градусов. Поэтому поправки за разность в зенитных расстояниях невелики.

Итак, характеристические кривые мы строили отдельно для фотографических и фотовизуальных звездных величин, и показатели цвета выводились, как их разности. Конечно, при двойных изображениях звезд можно было не задаваться определением отдельных рядов звездных величин, а построив редукционные кривые ( $CI, \Delta E$ ), выводить непосредственно показатели цвета, но мы пошли по первому пути, исходя из определенных соображений.

Точность одного определения показателя цвета мы характеризуем средней квадратической ошибкой:

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

где  $\eta$  есть разность между средним из нескольких значений величины одной звезды и данным значением, а  $n$  число определений. Эта формула наилучшим образом ограждает большие отклонения измеряемой величины от среднего значения. Используя несколько определений показателей цвета одних и тех же звезд:  $TW Her, AAAql, U Tri, VV Peg$  и  $Y Lyr$  для  $\eta$ , мы получили значение  $\pm 0.^m.05$ .

§ 8. Связь между нашей и интернациональной системами показателей цвета. По существу дела, для исследования избирательного поглощения света звезд в межзвездном пространстве нет необходимости в приведении данного ряда показателей цвета к интернациональной системе. Покраснение можно исследовать и в собственной системе цветов. Однако, такие определения по разным причинам, которые не будем здесь перечислять, могут таить в себе ощущимые систематические ошибки, ввиду чего приходится искать соотно-

шения с другими каталогами и, в первую очередь, с интернациональной системой.

Как известно, зависимость между двумя какими-либо каталогами показателей цвета можно представить уравнением вида:

$$CI_1 = a + bm + cCI_2, \quad (1)$$

где  $a$ —поправка за нуль-пункт,  $b$ —за блеск звезды и  $c$ —за цвет звезды. Иногда, в случае невозможности применения простейшего линейного соотношения, в формулу (1) включают квадратный член. Уменьшению значений коэффициентов  $a$  и  $b$  может способствовать до некоторой степени построение характеристических кривых по отдельным спектральным классам. Поэтому было бы целесообразно, соответственно нашим задачам для определения показателей цвета короткопериодических цефеид, воспользоваться только звездами А из Полярного ряда. Но в таком случае, из-за отсутствия в Полюсе в достаточном количестве звезд упомянутых типов до 13 звездной величины, невозможно уверенно строить характеристические кривые. Впрочем, в нашем случае, вследствие отсутствия aberrации в камере, звезды различных спектральных типов не образуют отдельных ветвей на кривой.

Для вывода редукционной формулы для перехода от нашей системы к системе интернациональных показателей цвета, мы не предпринимали специального фотографирования стандартных площадок, а воспользовались нашими же многочисленными снимками Северной полярной последовательности. На негативах Полюса, в поле, свободном от виньетирования, попадают 12 звезд спектрального типа А, имеющих весьма точные фотографические и фотовизуальные величины в каталоге Сирса и его сотрудников [101].

Может возникнуть вопрос: не мало ли 12 звезд для нахождения соотношения между двумя каталогами?

Это было бы действительно так, если наши определения показателей цвета относились к звездам всех спектральных типов. Но, так как переменные типа  $RR$  Лиры в максимумах блеска не выходят за пределы спектрального класса А, то и 12 звезд могут довольно надежно характеризовать связь нашей системы с интернациональной системой. Тем более, что эти звезды фотографировались, проявлялись и измерялись в условиях, совершенно тождественных с условиями звезд Северной полярной последовательности. Отметим, что сравнение каталогов, основанных на малом количестве звезд ограниченных спектральных типов, не является редким явлением в астрономической практике (см., например, [24, 30, 48]).

Итак, определяя показатели цвета 12 звезд класса А, мы получили соотношение, выраженное графически на рис. 5.

Простые сопоставления цветов показывают, что их разности, в смысле «наши значения—значения Сирса», не обнаруживают хода в зависимости от спектрального типа и яркости звезд.

Решение 12 условных уравнений вида (1) способом наименьших квадратов дало:

$$CI_{int} = -0.029 - 0.006(10.0 - m) + 0.909 CI_{knb}.$$

Последним мы пользовались в качестве редукционной формулы для приведения наших показателей цвета к системе Сирса. Коэффициент при  $m$  получился совсем небольшим. Средняя разность между показателями цвета в двух системах составляет  $+0.^m.05$ .

§ 9. Эффективные длины волн. Для исследования общего поглощения света звезд в межзвездном пространстве, обусловленного избирательно-поглощающей материи, становится нужным охарактеризовать данную цветовую систему некоторой определенной осредненной длиной волны. Очень часто в колориметрических работах используется в качестве таковой эффективная длина волны, которая определяется как среднее весовое значение  $\lambda_c$  весом  $B(\lambda)\Phi(\lambda)$ .

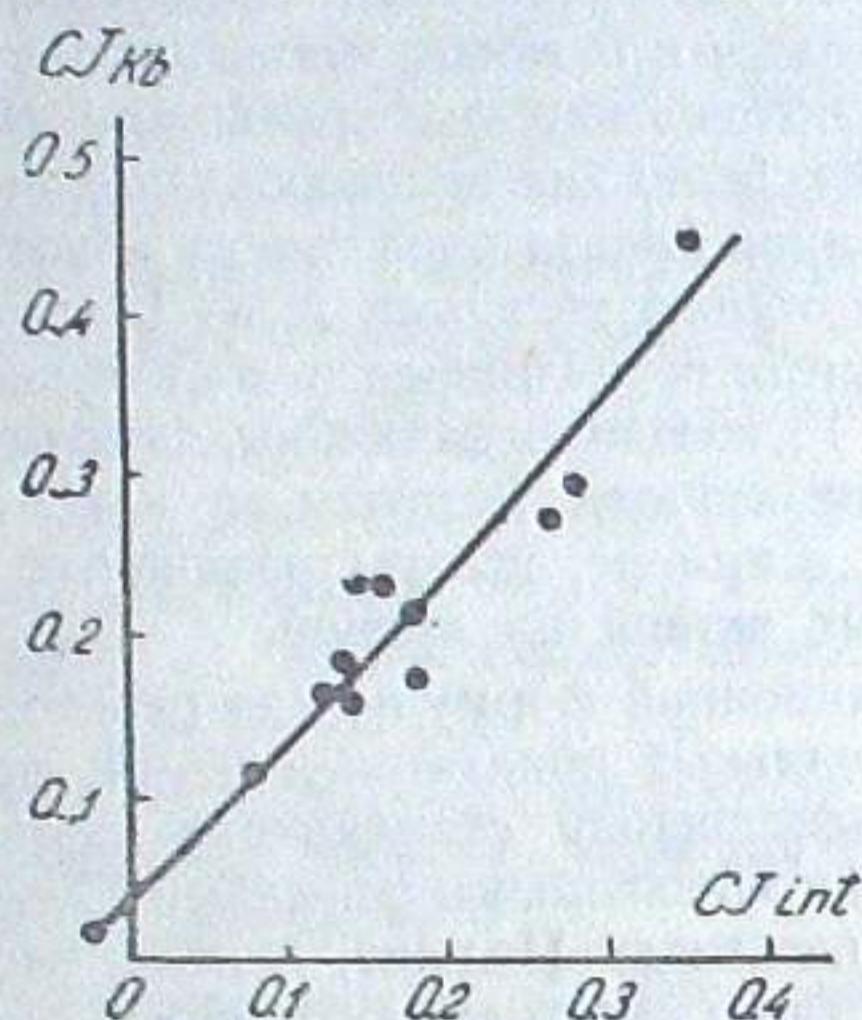


Рис. 5

То есть,

$$\lambda_{\text{eff}} = \frac{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \lambda B(\lambda) \Phi(\lambda) d\lambda}{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} B(\lambda) \Phi(\lambda) d\lambda}, \quad (1)$$

где  $B(\lambda)$  есть распределение энергии по спектру звезды, а  $\Phi(\lambda)$  — комбинированный коэффициент прозрачности земной атмосферы, оптической части применяемого инструмента, светофильтра и спектральной чувствительности слоя эмульсии.

Так как под знаком интеграла входит функция  $B(\lambda)$  — различная для звезд различных спектральных типов, то и эффективная длина волны изменяется по мере перехода от одного спектрального типа к другому. Тем не менее, некоторые авторы за эффективную длину волны принимают величину, включающую только функцию  $\Phi(\lambda)$ . Она получается следующим образом.

Если придерживаться вышепринятых обозначений, то для интегрального блеска звезды, доходящего до наблюдателя, получаем выражение:

$$I = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} B(\lambda) \Phi(\lambda) d\lambda. \quad (2)$$

Разлагая функции  $B(\lambda)$  в ряд около точки  $\lambda_0$  и пренебрегая членами выше первого порядка, получаем:

$$J = B(\lambda_0) \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \Phi(\lambda) d\lambda + \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} (\lambda - \lambda_0) B^1(\lambda_0) \Phi(\lambda) d\lambda. \quad (3)$$

Выберем теперь  $\lambda_0$  так, чтобы

$$\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} (\lambda - \lambda_0) B^1(\lambda_0) \Phi(\lambda) d\lambda = 0,$$

то есть,

$$\lambda_0 = \frac{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \lambda \Phi(\lambda) d\lambda}{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \Phi(\lambda) d\lambda} \quad (4)$$

Тогда будем иметь:

$$J = B(\lambda_0) \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \Phi(\lambda) d\lambda. \quad (5)$$

Длина волны  $\lambda_0$ , при которой интегральные звездные величины делаются эквивалентными монохроматическим величинам, именно и фигурирует у некоторых авторов, как эффективная длина волны. Например, Кинг [102], возражая против употребления понятия «эффективной длины волны» для выражения (1), в то же время считает  $\lambda_0$  как первое приближение к ней.

Заметим, что, хотя встречаются многообразные осреднения длин волн, отличающиеся друг от друга по характеру взвешивания, их применение преследует одну и ту же цель: свести действие на светоприемники участка спектра, ограниченного длинами волн  $\lambda_1$ ,  $\lambda_2$ , к действию определенной длины волны  $\lambda$  из того же спектрального участка.

Если допустить, что избирательное ослабление света в межзвездном пространстве происходит по закону  $\lambda^{-1}$  (что, можно сказать, в видимом участке спектра соблюдается с достаточным приближением), то целесообразно пользоваться иным видом осредненной длины волны, выводом которого и займемся мы сейчас.

Монохроматический поток света, при прохождении в поглощающей среде расстояния  $r$ , испытывает ослабление согласно закону:

$$B(\lambda) = B_0(\lambda) e^{-\frac{ar}{\lambda}} \quad (6)$$

или в звездных величинах:

$$\Delta m = \frac{a^1 r}{\lambda}, \quad (7)$$

где  $a^1 = 1.086a$ .

Но, так как

$$B = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \Phi(\lambda) B(\lambda) e^{-\frac{ar}{\lambda}} d\lambda \quad \text{и}$$

$$B_0 = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \Phi(\lambda) B(\lambda) d\lambda,$$

мы имеем:

$$B = B_0 \frac{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} B(\lambda) \Phi(\lambda) e^{-\frac{ar}{\lambda}} d\lambda}{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} B(\lambda) \Phi(\lambda) d\lambda}. \quad (8)$$

Для того, чтобы условие (6) или (7) выполнялось строго, нужно было бы осредненную длину волны выбрать так, чтобы имело место равенство:

$$e^{-\frac{ar}{\lambda_m}} = \frac{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} B(\lambda) \Phi(\lambda) e^{-\frac{ar}{\lambda}} d\lambda}{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} B(\lambda) \Phi(\lambda) d\lambda}, \quad (9)$$

Разлагая экспоненциальные члены в ряд и пренебрегая членами выше первого порядка, из (9) получаем:

$$\lambda_m = \frac{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} B(\lambda) \Phi(\lambda) d\lambda}{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \frac{1}{\lambda} B(\lambda) \Phi(\lambda) d\lambda}. \quad (10)$$

Последнее также назовем **эффективной длиной волны**. Как видим, она соответствует «центру тяжести» кривой  $\frac{1}{\lambda} B(\lambda) \Phi(\lambda)$ .

Зная избирательные свойства коррекционной пластины сферического зеркала, применяемых светофильтров и фотографического материала, несложно получить  $\lambda_{\text{эфф}}$  путем численного интегрирования. Ввиду затруднений чисто технического характера, спектральная чувствительность используемых нами пленок для более коротковолновой радиации, чем 425 мк, осталась неисследованной. У нас отсутствовали также точные данные относительно коррекционной пластины камеры Шмидта. Эти обстоятельства принудили нас отказаться от лабораторного определения  $\lambda_{\text{эфф}}$  и обратиться к спектрам звезд, получаемым при помощи той же

камеры в рабочих условиях. В качестве диспергирующей системы применялась объективная призма с преломляющим углом 5.5 градуса, установленная перед коррекционной пластиной камеры. Разумеется, с использованием объективной призмы связано неизбежное введение дополнительной оптической среды, ввиду чего условия получения спектров немного отличаются от тех условий, при которых производилось накопление основного наблюдательного материала. Но так как преломляющий угол призмы небольшой, нам представляется, что влияние на эффективную длину волны со стороны призмы не должно быть значительным. Дисперсия спектра равна:

$$\begin{array}{ll} 1700 \text{ \AA} / \text{мм около } 5600 \text{ \AA}, \\ 1250 \text{ " } & \text{H}\beta, \\ 700 \text{ " } & \text{H}\gamma, \\ 550 \text{ " } & \text{H}\delta, \\ 500 \text{ " } & \text{H}\epsilon. \end{array}$$

Выбирая фотографируемые звезды, мы отдавали себе отчет в том, что короткопериодические цефены являются физическими переменными, и для определения эффективной длины волны было бы целесообразно воспользоваться именно этими звездами. Но, к сожалению, они оказались для нашей аппаратуры слишком слабыми, чтобы получить их спектры даже в моменты максимума блеска. Поэтому, через светофильтры BG3 и GG11 на пленке «изохром» фотографировались яркие звезды спектрального класса AO:  $\alpha CMa$  и  $\gamma Gem$ , для которых влиянием эффекта межзвездного покраснения света можно пренебречь.

Поскольку спектр растягивался по склонению, то расширение спектра достигалось в направлении прямого восхождения путем выключения часовного механизма.

Для стандартизации негативов, на пленке из той же коробки, с такой же экспозицией, как для звезд, отпечатывались шкалки при помощи трехпризменного стеклянного спектрографа ИСП-51. Перед щелью коллиматора ставилась диафрагма с девятиступенчатым ослаблением. Питание осуществлялось электрическим светом, подаваемым лампой накаливания, питаемой щелочными аккумуляторами, обеспечивающими хорошую стабильность накала.

Полученные таким образом шкалки проявлялись при принятых нами стандартных условиях одновременно со спектрами звезд.

Негативы измерялись на том же фотоэлектрическом нерегистрирующем микрофотометре МФ-2. По всей длине спектра были выбраны для измерения 30 точек, перекрывающих почти всю видимую часть спектра от 3775 Å до 6400 Å, причем точки брались, по возможности, через одинаковые интервалы по длине волны. В связи с тем, что используемые спектры являются призматическими, в фотографическом участке пришлось сократить ширину интервалов в два раза по сравнению с фотовизуальной частью спектра.

Определение длин волн, соответствующих измеренным точкам в фотовизуальной области спектра, вследствие слишком малой дисперсии последней, оказалось довольно затруднительным и потребовало неоднократного измерения снимков. Тем не менее, нам кажется, что эффективная длина волны в комбинации со светофильтром GG11 в нашем случае определяется не вполне надежно.

Зная линейную дисперсию в данном участке спектра, мы приводили получаемые интенсивности для каждой точки к одному ангстрему, после чего численным способом вычисляли эффективные длины волн.

Вычисления по формуле (1) дали следующие значения:

$$\lambda_{\text{эфф}}^{\text{P}} = 406 \text{ мкм}; \lambda_{\text{эфф}}^{\text{R}} = 562 \text{ мкм};$$

а по формуле (10):

$$\lambda_{\text{эфф}}^{\text{P}} = 406 \text{ мкм}; \lambda_{\text{эфф}}^{\text{R}} = 560 \text{ мкм}.$$

Как видим, они почти в точности совпадают. За окончательные значения мы взяли

$$\lambda_{\text{эфф}}^{\text{P}} = 406 \text{ мкм}; \lambda_{\text{эфф}}^{\text{R}} = 560 \text{ мкм}.$$

Для сравнения мы приводим здесь значения эффективных длин волн в системе М. А. Вашакидзе, который пользовался теми же светофильтрами и инструментом:

$$\lambda_{\text{эфф}}^{\text{P}} = 407 \text{ мкм}; \lambda_{\text{эфф}}^{\text{R}} = 504 \text{ мкм}.$$

Хотя, в нашем случае, как мы отмечали,  $\lambda_{\text{эфф}}^{\text{P}}$  определяются не надежно, все же столь заметную разницу между нашей  $\lambda_{\text{эфф}}$  и значением М. А. Вашакидзе мы склонны приписать тому факту, что последний пользовался другим сортом эмульсии.

Близкое совпадение эффективных длин волн в фотографической области спектра обязано применению фильтра BG3, который уравнивает  $\lambda_{\text{эфф}}$  для разных сортов фотоматериала. Этот факт был констатирован также Е. К. Харадзе [1].

### Глава III

#### ИССЛЕДОВАНИЕ ИЗБИРАТЕЛЬНОГО ПОГЛОЩЕНИЯ СВЕТА В ГАЛАКТИКЕ НА ОСНОВЕ ИЗБЫТКОВ ЦВЕТА КОРОТКОПЕРИОДИЧЕСКИХ ЦЕФЕИД

**§ 1. Каталог показателей цвета.** В настоящем параграфе приводится каталог показателей цвета 102 короткопериодических цефеид. В первом столбце таблицы дается порядковый номер звезды. Во втором столбце — названия цефеид. В двух следующих столбцах даны галактические координаты звезд, вычисленные с помощью таблицы Ольсона. В пятом столбце приводятся медианные фотографические величины, взятые из ОКПЗ. В случаях, когда фотографические величины в последнем каталоге отсутствовали, визуальные величины мы переводили в фотографические путем прибавления наших значений показателей цвета. В 6-ом столбце даются периоды изменения блеска в сутках. Эта величина заимствована из ОКПЗ. В следующем столбце даны спектральные типы также из ОКПЗ. Звездочки означают, что данные взяты из работы П. П. Паренаго [103]. Восьмой столбец содержит показатели цвета, определенные нами в максимумах блеска и приведенные к международной системе.

**§ 2. Нормальный показатель цвета.** Исследование космического поглощения света по методу цветовых избытков звезд требует знания истинных цветов исследуемых звезд. Точность избытков цвета полностью определяется точностью принятых нормальных цветов. Поэтому понятны те предосторожности, с которыми подходят астрономы к выводу нормальных цветов.

#### Каталог

№	Название звезд	1	b	m	P	Sp	CI	CE	r	z	CE/100pc
1	SW And	34.4	-32.9	9.8	0.44	A3-F8	+0.01	0.29	400	220	0.07
2	AT And	78.0	-18.0	11.2	0.62		+0.10	0.38	690	220	0.07
3	SW Aqr	19.5	-32.7	11.5	0.46	A3	+0.19	0.47	600	320	0.08
4	SX Aqr	26.2	-35.2	11.5	0.54	A2	-0.25				
5	TZ Aqr	21.8	-45.6	12.0	0.57		-0.09	0.09	1440	1030	0.01
6	YZ Aqr	17.4	-51.0	11.7	0.55		-0.18	0.10	1510	1170	0.00
7	BR Aqr	45.8	-66.0	11.6	0.48		+0.36	0.64	420	380	0.05
8	CP Aqr	17.2	-32.6	12.7	0.46		+0.41	0.69	600	320	0.12
9	CY Aqr	38.2	-47.9	11.0	0.06	A4-A9	-0.03	0.25	760	560	0.03
10	AA Aql	11.0	-26.4	11.4	0.36		-0.11	0.17	1100	490	0.02
11	V341 Aql	13.7	-23.5	10.9	0.58		+0.18	0.46	460	180	0.10
12	RV Ari	118.2	-39.5	12.2	0.09		+0.48	0.76	420	270	0.18
13	TZ Aqr	144.2	+22.2	11.2	0.39	A2-F3*	-0.14	0.14	1100	410	0.01
14	RS Boo	16.8	+66.0	10.6	0.38	A3-F4*	-0.14	0.14	830	760	0.02
15	ST Boo	23.9	+54.0	11.0	0.62		+0.03	0.31	690	560	0.04
16	TV Boo	44.4	+66.1	10.7	0.31	B9	-0.49	-0.17	1190	1050	0.00
17	TW Boo	36.7	+69.9	10.8	0.53		-0.29	-0.01	1200	1060	0.00
18	UU Boo	22.8	+56.8	12.0	0.46		-0.26	0.02	2090	1750	0.00
19	RZ Cam	115.3	+24.1	12.6	0.48		-0.02	0.26	1590	650	0.02
20	TY Cam	117.2	+16.4	13.2	0.67		+0.08	0.36	1660	470	0.02
21	SS Cnc	166.6	+27.7	12.0	0.37		-0.25	0.03	2090	970	0.00
22	TT Cnc	180.0	+29.9	11.2	0.56	A2-Fo*	-0.08	0.20	1100	550	0.02
23	W CVn	36.3	+70.0	10.4	0.55	A6-F6	-0.15	0.13	790	740	0.02
24	RR CVn	104.2	+82.0	12.0	0.56		-0.53	-0.25	2080	2060	0.00
25	RU CVn	18.8	+73.2	11.8	0.57		-0.25	0.03	1820	1740	0.00
26	RZ CVn	25.4	+76.0	11.4	0.57		-0.19	0.09	1820	1740	0.00
27	SS CVn	47.2	+71.9	11.8	0.48		-0.15	0.13	1140	1370	0.01
28	HU Cas	93.4	-5.3	12.6	0.41		+0.40	0.68	600	60	0.11
29	RZ Cep	77.0	+5.5	9.9	0.31	A0-A3*	+0.37	0.65	190	18	0.34
30	AQ Cep	94.0	+29.0	12.3	0.65		+0.09	0.38	1050	510	0.04
31	RR Cet	113.3	-59.0	9.7	0.55	A5-Fo*	-0.17	0.11	600	510	0.03
32	RX Cet	76.4	+77.7	11.4	0.57	A5-Fo*	-0.17	0.11	1320	1290	0.01
33	RZ Cet	146.9	+58.8	11.7	0.51	A3-A7*	+0.03	0.30	960	820	0.03
34	S Com	187.5	+87.2	11.3	0.59		-0.24	0.04	1440	1440	0.00
35	RY Com	318.9	+83.8	11.9	0.47	A3-F2	-0.24	0.04	1900	1890	0.00
36	ST Com	320.1	+80.0	11.4	0.60		-0.22	0.06	1440	1420	0.00
37	RV CrB	16.0	+43.3	11.5	0.33		-0.06	0.22	1050	720	0.02
38	UY Cyg	42.5	-10.5	10.9	0.56		-0.02	0.26	720	130	0.04
39	XX Cyg	59.8	+14.0	12.1	0.13		-0.03	0.25	1260	300	0.02
40	XZ Cyg	55.5	+16.4	9.7	0.47	A0-A8	+0.15	0.43	290	80	0.15
41	DM Cyg	47.4	-13.2	11.7	0.42		+0.36	0.64	440	100	0.15
42	CK Del	22.1	-16.0	12.4	0.42		-0.05	0.23	1580	440	0.02
43	DX Del	26.5	-20.1	9.8	0.47		+0.06	0.34	365	125	0.09
44	RW Dra	53.9	+40.0	11.5	0.44	A5	-0.22	0.06	1510	970	0.00
45	SU Dra	99.6	+48.8	9.9	0.66	A2-A5	-0.13	0.15	600	450	0.02
46	SW Dra	93.4	+47.8	10.6	0.57	F4	-0.10	0.18	760	560	0.02
47	WY Dra	80.2	+25.3	12.5	0.59		+0.07	0.35	1260	540	0.03
48	XZ Dra	62.8	+22.1	10.2	0.48		-0.23	0.05	830	310	0.01
49	AE Dra	51.5	+24.8	11.7	0.60		-0.02	0.26	1050	440	0.02
50	RX Eri	181.7	-32.4	9.0	0.59	A3-Fo	-0.13	0.15	400	210	0.04
51	BK Eri	324.2	-50.3	12.5	0.35		-0.19	0.09	2190	1690	0.00
52	RR Gem	155.0	+21.0	11.6	0.40	A8	+0.25	0.53	520	190	0.10
53	SZ Gem	169.6	+23.6	11.2	0.50		-0.17	0.11	1200	480	0.01
54	TW Her	23.2	+23.6	11.4	0.40		-0.04	0.24	1000	400	0.02
55	VX Her	2.6	+37.7	10.2	0.46	A3-Fo*	+0.11	0.39	380	230	

## Продолжение каталога

63	RR	Leo	176.4	+54.5	11.0	0.45	Ло—F4*	-0.14	0.14	1000	810	0.10
64	SS	Leo	235.2	+57.6	10.3	0.63		-0.21	0.07	870	740	0.01
65	ST	Leo	223.9	+67.0	11.0	0.48		-0.26	0.02	1320	1220	0.01
66	SU	Leo	197.3	+45.1	13.2	0.47		-0.01	0.27	2090	1480	0.01
67	SZ	Leo	213.0	+57.9	11.9	0.53		-0.02	0.26	1150	970	0.02
68	TV	Leo	232.1	+49.7	12.6	0.40	Ло—А6*	-0.11	0.39	1150	880	0.04
69	AA	Leo	225.1	+66.9	11.9	0.60		-0.18	0.10	1660	1530	0.04
70	V	LMi	169.0	+59.3	11.4	0.54	A8	-0.36	-0.08	1585	1360	0.01
71	TV	Lib	321.4	+38.3	11.6	0.27		-0.11	0.17	1200	740	0.00
72	EH	Lib	324.1	+47.0	9.8	0.09	A5—Fo	-0.06	0.22	480	350	0.01
73	Y	Lyr	39.9	+19.3	12.9	0.50		+0.08	0.36	1440	480	0.05
74	RZ	Lyr	29.5	+14.7	11.9	0.51	A2	+0.39	0.67	460	120	0.02
75	EZ	Lyr	33.0	+15.1	11.4	0.53		-0.53	0.81	250	70	0.11
76	ST	Oph	350.1	+15.1	11.4	0.45		+0.15	0.43	630	160	0.32
77	VV	Peg	46.8	-31.2	11.5	0.49		+0.04	0.32	830	430	0.07
78	AO	Peg	38.0	-23.5	13.0	0.52		-0.08	0.20	2190	870	0.04
79	AV	Peg	45.6	-24.8	10.7	0.39		-0.20	0.08	1000	420	0.01
80	BF	Peg	58.0	-31.0	12.4	0.50		+0.04	0.32	1260	650	0.02
81	BH	Peg	54.0	-39.0	10.6	0.64		+0.11	0.39	460	290	0.08
82	DH	Peg	37.7	-40.1	9.6	0.26		+0.03	0.31	360	230	0.09
83	DY	Peg	59.6	-40.1	11.0	0.07	A3—A9*	+0.13	0.41	520	340	0.08
84	DZ	Peg	69.9	-41.9	11.8	0.61		-0.29	-0.01	1900	1260	0.00
85	AR	Per	122.7	-1.2	10.7	0.43	A3—F6	+0.23	0.51	380	10	0.13
86	SS	Psc	101.0	-40.0	11.5	0.29	Fo	-0.11	0.17	1150	740	0.01
87	VY	Ser	334.2	+42.6	10.1	0.71	A7	+0.13	0.41	350	240	0.12
88	AN	Ser	351.4	+43.7	11.1	0.52		-0.10	0.18	960	660	0.02
89	AP	Ser	340.7	+50.9	11.1	0.25		-0.28	0.00	1380	1070	0.00
90	AT	Ser	343.5	+40.6	11.1	0.75		-0.06	0.22	870	570	0.03
91	T	Sex	204.1	+41.7	10.1	0.32	A2	-0.09	0.19	580	390	0.03
92	SS	Tau	148.1	-37.2	11.9	0.37		+0.02	0.30	1050	630	0.03
93	U	Tri	106.3	-26.5	12.1	0.45		-0.28	0.00	2190	980	0.00
94	RV	UMa	74.7	+62.0	10.7	0.47	Fo	-0.14	0.14	870	770	0.02
95	SX	UMa	78.3	+60.0	11.2	0.31		-0.12	0.16	1050	910	0.02
96	TU	UMa	166.4	+73.2	10.0	0.56	A8	-0.21	0.07	725	695	0.01
97	ST	Vir	315.1	+52.4	11.4	0.41		-0.41	-0.13	1580	1250	0.00
98	UU	Vir	251.6	+60.8	10.2	0.48		-0.51	-0.23	910	790	0.00
99	UV	Vir	256.9	+62.3	11.4	0.59		-0.25	0.03	1580	1400	0.00
100	AT	Vir	274.6	+57.0	11.0	0.53	A2—A7	-0.15	0.13	1050	880	0.01
101	BB	Vir	310.1	+63.3	11.0	0.47		-0.20	0.08	1150	1030	0.01
102	BN	Vul	26.3	+2.2	11.6	0.59	B9	+0.32	0.60	462	20	0.13

В настоящее время считается установленным, что Галактика представляет собой сложную совокупность объектов различных физических и возрастных характеристик, составляющие которых взаимно проникают друг в друга. Часто в пределах одной и той же подсистемы встречаются объекты, входящие в различные составляющие Галактики и, следовательно, имеющие различное происхождение.

Например, подавляющее большинство долгопериодических цефид образуют типичную плоскую систему, с явно выраженной концентрацией к галактическому экватору, в то время, как долгопериодические цефиды типа *W Vir* входят в подсистему сферической составляющей. Этот факт в некоторой степени осложняет проблему нормальных цветов.

При установлении нормальных цветов короткопериодических цефид важное значение имеет выяснение вопроса—образуют ли эти звезды однородную группу или являются смесью объектов различного происхождения.

За последние десять лет было опубликовано несколько работ, посвященных изучению спектров, пространственных движений и распределения короткопериодических цефид. В этих работах встречаются указания

на разнородность рассматриваемых звезд. Так, например, в 1946 году в Иерской обсерватории Мюнх и Террацас [104] довольно подробно, качественно исследовали спектры *RR* Лиры в зависимости от фазы. В то же время они определили показатель цвета этой звезды в максимуме и минимуме блеска по методу Г. А. Тихова. Было обнаружено, что температурным изменениям соответствуют спектральные классы, оцененные по металлическим линиям и по интенсивности линии *K* ионизированного кальция. Водородные же линии показывают более поздний тип. С целью выяснения вопроса—является ли обнаруженная аномалия в оценке спектра по линиям водорода и линиям металлов характерной для короткопериодических цефид, были подвергнуты анализу еще десять других звезд данного типа. Оказалось, что, за исключением двух переменных *SW And* и *AR Per* они полностью разделяют обнаруженное свойство. Спектры *SW And* и *AR Per* не показали этой аномалии.

В 1953 г. появилась работа В. Ивановской [92], относящаяся к изучению спектров 18 короткопериодических цефид. Материалом для исследования послужили спектрограммы, полученные при помощи двухпризменного кварцевого спектрографа, установленного на 200 см рефлекторе Мак-Дональдской обсерватории. Следуя Мюнху и Террацас, в качестве критерия спектральной классификации была выбрана линия *K* ионизированного кальция. В результате сопоставления средних спектральных классов с периодами изменения блеска обнаружилось, что цефиды *BC Eri*, *AR Per*, *TZ Aur*, *RY Com* и *BB Pur* образуют отдельную ветвь, которая является продолжением в сторону коротких периодов известной зависимости период-спектр для долгопериодических переменных в шаровых звездных скоплениях, найденной Джоем [105]. Первую группу объектов Ивановская именует плоской подсистемой. Пробел между ветвями не превышает 0.5 одного спектрального класса. Следует отметить, что в первой группе встречается звезда *RY Com*, расположенная на широте +80°, показатель цвета которой по нашим определениям не отличается от показателей цвета других цефид данного созвездия.

Приведенные работы дают основание предположить, что короткопериодические цефиды, как и долгопериодические, не образуют группы, связанной единым происхождением.

Обстоятельное исследование пространственного распределения и других характеристик короткопериодических цефид принадлежит Б. В. Кукаркину [106]. Путем применения метода Вашакидзе, автор выявил много интересных структурных особенностей подсистемы и установил эмпирические законы изменения пространственной плотности по *Z*-координате и в экваториальной плоскости Галактики. Сопоставление видимых распределений и кинематических характеристик короткопериодических цефид галактического поля и шаровых звездных скоплений дало Кукаркину возможность высказать предположение об общности их происхождения. Как известно, кроме галактического поля, короткопериодические цефиды встречаются в большом количестве в шаровых звездных скоплениях. В 1944 году П. Н. Холопов [106] обнаружил, что в последних отсутствуют цефиды с периодами между 0.425 и 0.435 дня. Исследуя пространственное распределение по *Z*-координате для цефид, периоды которых заключены в указанных пределах, Кукаркин пришел к заключению, что в противоположность большинству короткопериодических, эти звезды образуют, по-видимому, более плоскую систему и имеют другое происхождение. По величине периодов звезды *SW And* и *AR Per* попадают в эту группу. Наш каталог показателей цвета содержит, кроме

*SW And* и *AR Per*, еще четыре звезды, периоды которых находятся между 0.425 и 0.435 дня, но их галактические широты не превышают  $40^{\circ}$ , вследствие чего показатели цвета искажены влиянием эффекта покраснения и не дают возможности обнаружить какие-нибудь особенности в цветах по сравнению со звездами, расположенными на высоких галактических широтах.

Деление короткопериодических цефеид на две группы встречается также в работе Е. Д. Павловской, которая внесла значительный вклад в дело изучения пространственных движений этих объектов [107]. Сопоставлением физических и кинематических характеристик она выделила из числа короткопериодических цефеид с известными лучевыми скоростями более спокойную в отношении кинематики группу. Звезды, составляющие эту группу, характеризуются периодами меньше  $0^d.40$ , почти симметричными кривыми ( $\epsilon > 0.25$ ) и небольшими лучевыми скоростями. Выделенная группа движется относительно Солнца значительно медленнее, чем совокупность остальных звезд. Рассмотрение показателей цвета 5 звезд из нашего каталога, принадлежащих по Павловской спокойной группе в отношении кинематики, и имеющих галактические широты больше  $+50^{\circ}$ , не дает основания вынести определенное суждение о различии цветов цефеид первой и второй групп.

Наконец, П. П. Паренаго [103] в своей недавней работе относит короткопериодические цефеиды с Z-координатами не превышающими 300 парсеков и имеющие небольшие пространственные скорости к плоской составляющей Галактики. Конечно, по кинематическим характеристикам цефеида *RY Com* из первой группы Ивановской относится по Паренаго к плоской системе.

Таким образом, и в исследованиях кинематического характера имеются сведения о неоднородности подсистемы короткопериодических цефеид, что осложняет вопрос о нормальных цветах, поскольку даже сравнительно близкие из них в значительной степени отягчены влиянием эффекта покраснения света. Однако, на основе рассмотренных работ можно утверждать, что представители плоской составляющей встречаются среди изученных короткопериодических цефеид в малом количестве (приблизительно 20%). Более того, в настоящее время еще не установлен совершенный критерий, по которому было бы возможно надежно определять принадлежность звезды той или иной группе.

При таких обстоятельствах приходится, в целях получения нормального цвета пользоваться цефеидами, расположенными на высоких галактических широтах, без всяких делений. Так и поступили мы. Из нашего каталога были взяты звезды, имеющие широты более  $+60^{\circ}$ ; их список дается в таблице 1.

В таблицу не включены звезды *TV Boo*, *UU Vir*, и *RR CVn* ввиду того, что они имеют аномальные цвета.

На рисунке 6 показатели цвета используемых 16 звезд нанесены против значений периода.

Как видим зависимости между этими величинами не наблюдается. Заметим, что и спектральный класс звезд типа *RR Лиры* нашей Галактики не зависит от периода. С другой стороны, как показывают наблюдения, короткопериодические цефеиды шаровых скоплений в зависимости от типов «а», «в» и «с», на диаграмме период-показатель цвета занимают определенные места [108]. Но, в нашем случае, звезды типа «с» вовсе отсутствуют. Кроме того, периоды выбранных нами переменных заключены, в основном, в пределах 0.46—0.60 дня. А для таких звезд, по указанной работе, корреляция между периодом и показателем цвета

Таблица 1

Название звезды	Галактическая широта	Показатель цвета	Период	Z
RS Boo . .	+66.0	-0. <sup>m</sup> 14	0. <sup>m</sup> 3773	720 <sup>pc</sup>
TW Boo . .	+61.9	-0. 29	0. 5330	1010
W CVn . .	+70.0	-0. 15	0. 5518	710
RU CVn . .	+73.2	-0. 25	0. 5732	1660
RZ CVn . .	+76.0	-0. 19	0. 5674	1749
SS CVn . .	+71.9	-0. 15	0. 4785	1370
S Com . .	+87.2	-0. 24	0. 5866	1320
ST Com . .	+80.0	-0. 22	0. 5989	1300
RY Com . .	+83.8	-0. 24	0. 4689	1730
ST Leo . .	+67.0	-0. 26	0. 4780	1110
AA Leo . .	+66.9	-0. 18	0. 5986	1460
RX UMa . .	+62.0	-0. 14	0. 4681	740
SX UMa . .	+60.2	-0. 12	0. 3071	880
TU UMa . .	+73.3	-0. 21	0. 5577	695
UV Vir . .	+62.3	-0. 25	0. 5871	1280
BB Vir . .	+63.3	-0. 20	0. 4711	980

слаба и в шаровых скоплениях. Для окончательного решения вопроса необходимо распространить определения и на звезды, периоды которых выходят за эти пределы.

Средний показатель цвета, согласно приведенной таблице, равен  $-0.^m.20$ , а дисперсия, характеризующая точность определения избытка цвета, приобретает значение  $0.^m05$ .

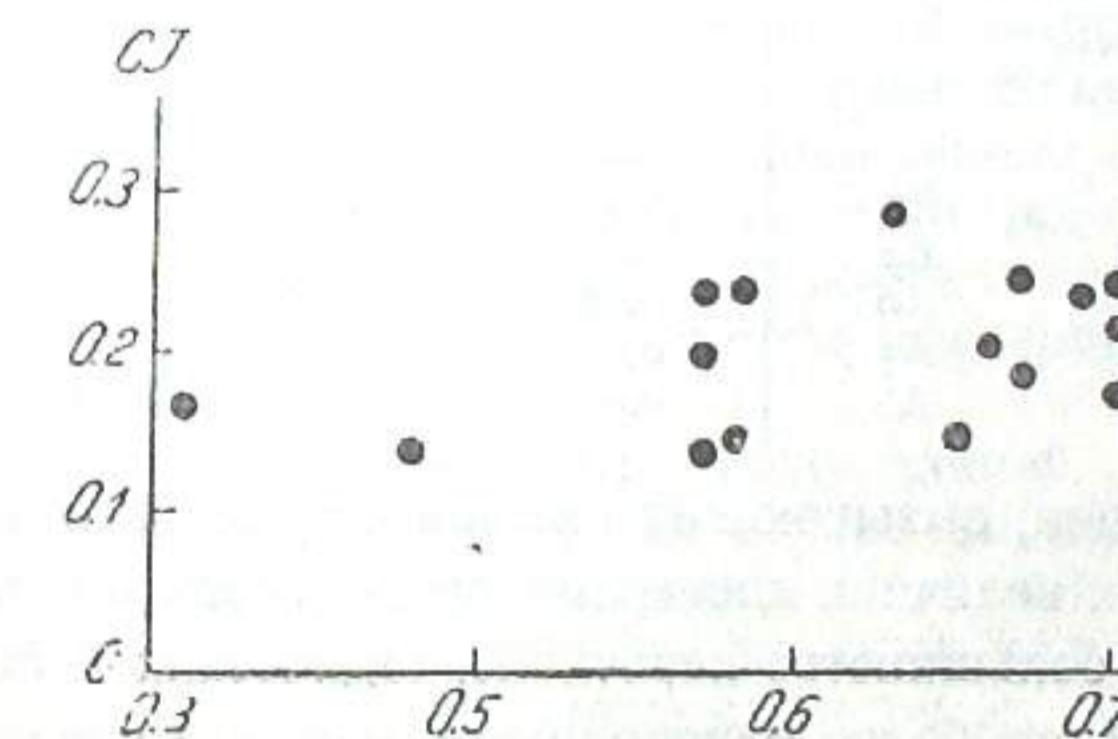


Рис. 6

Рассмотрение последнего столбца таблицы показывает, что все звезды имеют большие Z-координаты и практически находятся за основной массой поглощающего вещества. Следовательно, возникает необходимость учета оптической толщины избирательно-поглощающей материи. Найденному значению среднего показателя цвета мы придали поправку  $-0.^m08$ , что соответствует полному поглощению в 0.4 зв. величины в направлении на галактический полюс. Так что, за окончательное значение нормального цвета мы принимаем величину  $-0.^m28$ .

Полученная дисперсия обязана своим происхождением, кроме ошибок определения цвета, двум причинам: 1) некоторой истинной дисперсии показателей цвета и 2) ошибкам наблюдательного характера. Как известно, спектральные типы короткопериодических цефеид в максимуме заключены в основном в пределах A0—A3; следовательно, и в цветах должны проявляться соответствующие колебания. Под ошибками мы понимаем несовпадение моментов фотографирования с моментами максимумов блеска звезд. При описании методики наблюдения было отмечено, что в течение ночи переменная наблюдалась несколько раз с таким расчетом, чтобы наблюдениями был охвачен момент максимума. Для некоторых звезд негативы, послужившие для определения показателей цвета, могут не совсем строго соответствовать по времени максимумам световых кривых, в результате чего показатели цвета будут несколько преувеличены. Однако, как показывают сами показатели цвета, влияние этого фактора не должно быть значительным, поскольку интервалы между последовательными снимками варьировались в довольно узких пределах в зависимости от длины периодов. Так или иначе, величину дисперсии  $0.^m.05$  нельзя считать значительной. Рассеяние нормальных цветов больше этой величины, наблюдается в случае стационарных звезд в пределах одного и того же спектрального класса. В качестве примера приведены в нижеследующей табличке значения дисперсии для звезд B и A, заимствованные из работ Е. К. Харадзе [1] и В. Б. Никонова [30].

Спектр	Харалзе	Никонов
B <sub>5</sub>	—	0.04
B <sub>8</sub>	0.07	0.07
B <sub>9</sub>	—	0.12
A <sub>0</sub>	0.06	0.08
A <sub>3</sub>	0.07	—
A <sub>8</sub>	0.09	—

С учетом причин, вызывающих разброс нормальных цветов в нашем случае, полученная величина дисперсии  $0.^m.05$  дает основание заключить, что подавляющее большинство короткопериодических цефеид в максимумах блеска являются более однородными, чем это следует из их спектральных характеристик по существующей спектральной классификации.

Кстати, мы должны отметить, что для этих звезд еще не разработана совершенная система спектральной классификации. Частично этим объясняются те разногласия в результатах, которые получаются относительно звезды RR Лиры. Выше упоминалось, что согласно Мюнху и Террацас температурным колебаниям переменной RR Лиры соответствуют спектральные типы, оцененные по металлическим линиям и по линиям K ионизованного кальция. Интенсивность серии Бальмера приводит к более поздним спектрам. Этот эффект был обнаружен и для других звезд данного типа Ивановской [92] и Граттоном [109]. К противоречивому выводу привела Стеббинса [110] шестицветная электрофотометрия

звезды RR Лиры. Сравнение цвета RR Лиры в максимуме и минимуме блеска с цветами постоянных звезд, спектры которых известны, показало, что ее колориметрический класс меняется в интервале A7—cF5, то есть соответствует спектрам, оцененным по водородным линиям. К такому же результату привела Роберта [111] трехцветная электрофотометрия RR Лиры. Однако, оценка спектрального класса не очень близких звезд, расположенных недалеко от галактического экватора, по показателям их цветов, как это делают Стеббинс и другие авторы, может таить в себе эффект покраснения света, в виду чего спектральные типы получаются более поздние, чем это есть в действительности.

Изучая многочисленные спектрограммы переменной RR Лиры с точки зрения двухмерной спектральной классификации, Френган пришел к заключению, что ни Иеркская, ни Французская классификация не подходят для описания спектрального типа этой короткопериодической цефеиды [112].

Получение и изучение спектров для большого числа короткопериодических цефеид и разработка рациональной системы спектральной классификации ждут своей очереди.

Зная нормальный цвет, легко можно получить избытки цвета каждой звезды из нашего каталога и охарактеризовать каждое направление в смысле покраснения. Но, нашей задачей является не только определение поглощения в том или ином направлении, но и оценка соответствующих глубин пространства. А для этого необходимо знание средней абсолютной величины короткопериодических цефеид. Этот вопрос в свою очередь тесно связан с вопросом о нуль-пункте зависимости периода-светимости для цефеид.

§ 3. Определение средней абсолютной величины короткопериодических цефеид. Как известно, у цефеид наблюдается ряд зависимостей между различными характеристиками, среди которых наиболее важной с точки зрения звездной астрономии является связь между светимостью и длиной периода. Она была впервые обнаружена Ливитт в 1912 г. при изучении переменных звезд в Малом Магеллановом облаке. Открытие Ливитт сразу привлекло внимание астрономов как многообещающий, простой и надежный способ для оценки расстояний до изолированных звездных систем, где только цефеиды могут быть обнаружены.

Вопрос об изучении зависимости между длиной периода и светимостью распадается на две части: 1) построение формы этой зависимости и 2) определение нуль-пункта зависимости. Первая часть задачи сравнительно легко решается сопоставлением видимых величин цефеид с длинами периодов в изолированных звездных системах. Что касается второй части задачи, то есть, определения абсолютной величины цефеид, она является довольно трудной. Из-за больших расстояний тригонометрические параллаксы даже близких к нам цефеид предельно малы и по порядку величины приближаются к ошибкам определения. Поэтому приходится выводить средние параллаксы по лучевым скоростям и собственным движениям этих звезд. Именно таким путем установлен Шепли [113] нуль-пункт для цефеид нашей Галактики в 1918 г., которым вплоть до последних лет пользовались все зарубежные астрономы.

В Советском Союзе Б. В. Кукаркин дважды исследовал этот вопрос [114, 115]. Во второй работе материалом послужили данные относительно 750 долгопериодических и 668 короткопериодических цефеид.

Особое внимание уделялось систематическим ошибкам шкал видимых звездных величин, применявшихся в различных звездных системах,

поскольку именно эти ошибки являются наиболее существенным фактором, искажающим действительную форму зависимости период-светимость, и учету влияния поглощения света на видимые звездные величины. В окончательной форме зависимости приняли выражения:

$$M = -0.17 - 0.20 \lg P$$

$$\bar{M} = -0.74 - 1.67 \lg P$$

$$M = -0.35 - 2.08 \lg P$$

Первое из них относится к короткопериодическим цефайдам, а два последних — к долгопериодическим. Нуль-пункт Кукаркина для долгопериодических цефайд на  $0.^m5$  ярче, чем нуль-пункт Шепли.

В 1942 г. О. А. Мельников [116], объясняя расхождение коэффициентов общего поглощения света, полученных некоторыми авторами по долгопериодическим цефайдам из галактического вращения и из Z-координат, пришел к заключению, что кривая Шепли нуждается в отрицательной поправке порядка 0.5 зв. величины.

Таким образом, Мельников и Кукаркин обнаружили совершенно независимыми методами, что галактические долгопериодические цефайды в большинстве случаев ярче, чем это следует из кривой Шепли. Но этот факт, имеющий огромное значение для уяснения действительных масштабов наблюдаемой нами части Вселенной, до последних лет не получал признания со стороны зарубежных астрономов. И только после работы Бааде все склонились к утверждению об ошибочности принятого нуль-пункта.

В 1952 г. на VIII съезде Международного астрономического союза Бааде [117] сделал важное сообщение, которое сводится к следующему. Судя по кривой Шепли, короткопериодические цефайды в туманности Андромеды должны иметь медианную видимую величину, равную  $22.^m4$ , так как модуль расстояния до этой системы, выведенный по долгопериодическим цефайдам, составляет  $m-M=22.^m4$ . На снимках с получасовой экспозицией, снятых с помощью 5-метрового рефлектора, были получены звезды указанной величины, но среди них не были найдены короткопериодические цефайды. При достижении предельной величины  $22.4$  появились лишь яркие представители шаровых скоплений, которые согласно новейшим диаграммам «звездная величина — показатель цвета», на  $1.^m5$  ярче короткопериодических цефайд. Из этого факта Бааде сделал заключение, что короткопериодические цефайды в туманности Андромеды могут быть найдены только среди звезд видимой величины, равной  $23.9$ .

К такому же следствию привели Тэккери и Весселинк [118] наблюдения шаровых скоплений в Магеллановых Облаках при помощи 74"-рефлектора. Они нашли, что средняя фотографическая величина обнаруженных в скоплениях короткопериодических цефайд равна  $18.^m7$ , в то время как модуль расстояния до Магеллановых Облаков по кривой Шепли выражается числом  $17.^m3$ .

Эти наблюдения определенно указывают на то, что абсолютные величины короткопериодических цефайд сферической составляющей, выведенные из собственных движений этих звезд, или долгопериодических цефайд плоской составляющей являются далеко неточными. Однако, Бааде считает существующий нуль-пункт для короткопериодических цефайд правильным. Основным аргументом для такого вывода явилось совпадение главной последовательности звезд шаровых скоплений M3

и M92 с обычной главной последовательностью, характерной для окрестностей Солнца, если принять абсолютную величину короткопериодических цефайд равной нулю.

За последнее время появилось много работ [119, 120, 121, 122, 103, 123, 124], посвященных ревизии нуль-пункта долгопериодических цефайд на основе существующего материала, а также, частично, с привлечением и новых данных.

Они все, без исключения, указывают на то, что существующий нуль-пункт, установленный по долгопериодическим цефайдам плоской составляющей Галактики, является неверным и требует отрицательной поправки.

На основе этих же работ мы убеждаемся в том, что вопрос о нуль-пункте цефайд в настоящее время еще далеко от окончательного решения, несмотря на то, что осуществлено большое количество разнообразных наблюдений и исследований как внутри нашей Галактики, так и в других соседних звездных системах. Для полного и надежного выяснения вопроса остается выполнить наблюдения над еще большим количеством цефайд и других объектов.

Что касается нуль-пункта короткопериодических цефайд, то в этой области за последнее время имеются всего два-три исследования, принадлежащих советским астрономам.

В первую очередь следует упомянуть работу Е. Д. Павловской [107], цитированную нами в предыдущем параграфе. Она базируется на собственных движениях 68 короткопериодических цефайд, средние квадратические ошибки определения компонентов скоростей которых меньше 60 км/сек. При этом относительные движения 35 короткопериодических цефайд определены автором путем сравнения прямоугольных координат этих звезд на фотографиях, полученных с московским 330-мм астрографом, с прямоугольными координатами, опубликованными в каталогах «Карты Неба». Для шести звезд улучшены ранее определенные движения. Средняя абсолютная величина оказалась равной  $+0.^m5 \pm 0.^m2$ .

Принимая численное значение плотности материи в окрестностях Солнца равной  $6.0 \cdot 10^{-24}$  гр/см<sup>3</sup>, П. П. Паренаго [125] в 1954 году получил из динамических соображений для средней абсолютной величины короткопериодических цефайд значение  $+0.^m5 \pm 0.^m4$ , совпадающее с определением Павловской.

По вычислениям Паренаго, тригонометрические параллаксы приводят к значительно более слабой абсолютной величине  $+1.^m7 \pm 1.^m5$  [103].

Точность определения средней абсолютной величины звезд из собственных движений в значительной степени зависит от способа учета влияния поглощения света на видимые звездные величины: Часто исследователи, опираясь на определенные соображения, пользуются одним средним коэффициентом ослабления света для всех звезд данной группы. Такой прием в настоящее время, конечно, нельзя считать оправданным.

Е. Д. Павловская [107] в своей работе учитывала поглощение света по формуле Паренаго, которая дает весьма удовлетворительные резуль-

таты в статистических исследованиях. Однако, вследствие клочковатой структуры поглощающего вещества, общее поглощение для индивидуальных направлений, вычисленное по формуле Паренаго, может значительно отличаться от истинных значений. Имея это в виду и располагая избытками цветов большинства короткопериодических цефеид, используемых в определениях Павловской, мы предприняли новое вычисление данной величины.

При изложении вопроса об эффективных длинах волн говорилось, что в нашем случае  $\lambda^{\text{eff}}$  определяется довольно неуверенно. По этой причине мы отказались от пользования значением переводящего множителя  $\gamma$ , которое получается из вычисленных нами эффективных длин волн и, поскольку наша система избытков цвета приведена к международной системе, мы приняли для  $\gamma$  значение 5. Так что полное поглощение на пути до короткопериодических цефеид мы получали из соотношения  $A_{pg} = 5 \cdot CE$ .

Все необходимые данные для вычисления средних параллаксов приведены в таблице II.

Во втором столбце приведены поглощения  $A = 5 \cdot CE$ .

Угловые расстояния звезд  $\lambda$  от апекса,  $V_r^1$  (пекулярные лучевые скорости) и величины компонентов собственного движения  $\nu$  и  $\tau$  взяты из работы Павловской [107]. В последних трех столбцах таблицы II даются величины  $\nu_0$ ,  $\tau_0$  и  $\sigma_0\mu$  (средняя квадратическая ошибка определения собственного движения), приведенные к средней видимой величине рассматриваемых звезд по формуле:

$$\mu_0 = \mu \cdot 10^{0.2(m_0 - 11.0 - 5 \cdot CE)}.$$

Средние параллаксы определялись независимо двумя способами—по  $\nu$  и  $\tau$ —компонентам с помощью хорошо известных формул:

$$\pi_\nu = \frac{4.74 \nu \sin \lambda}{V_0 \sin^2 \lambda}; \quad \pi_\tau = \frac{4.74 |\tau|}{|\bar{V}_r^1|}.$$

При этом было принято  $V_0 = 134$  км/сек по Павловской. Для данной группы звезд  $|\bar{V}_r^1| = 67$  км/сек и  $\bar{V}_r^{12} = 8170$  км/сек. Средние квадратические ошибки параллаксов вычислялись по формулам:

$$\epsilon(\pi_\nu) = \pm 1.268 \pi_\nu \frac{|\bar{V}_r^1|}{V_\odot V \sin^2 \lambda}; \quad \epsilon(\pi_\tau) = \pm 1.028 \pi_\tau \frac{1}{\bar{V}_r^{12}}.$$

Вычисления дали:

$$\pi_\nu = 0.00064; \quad \pi_\tau = 0.00083. \\ \pm 8 \quad \pm 12$$

Следовательно,

$$\bar{\pi} = 0.00070. \\ \pm 7$$

Соответствующую среднюю абсолютную величину обычно вычисляют по формуле Стремберга [126]:

$$M = m_0 + 5 + 5 \lg \pi - 5 \lg c$$

Таблица II

Название звезды	$\Lambda_{pg}$	$\lambda$	$V_r^1$	$\nu$	$\tau$	$\nu_0$	$\tau_0$	$\sigma_0\mu$
SW And . .	1.4	49.0	+58	+ 0''.005	+ 0''.020	0.0014	0.0058	0.0014
SW Aqr . .	2.4	45.0	+91	+ 46	+ 62	192	258	012
AA Aql . .	0.8	46.4	+19	+ 03	+ 05	025	042	083
RS Boo . .	0.7	67.0	+47	- 09	+ 10	052	058	023
ST Boo . .	1.6	55.4	+93	+ 06	+ 20	025	083	042
TV Boo . .	0.0	62.7	-20	+ 33	- 04	287	035	044
TW Boo . .	0.0	59.2	-47	+ 22	- 45	201	410	046
SS Cnc . .	0.2	133.3	-48	+ 04	- 02	058	029	043
TT Cnc . .	1.0	123.5	- 2	+ 42	+ 48	319	364	030
W CVn . .	0.6	67.9	+80	+ 45	+ 15	259	086	034
RU CVn . .	0.2	73.1	- 5	+ 33	+ 27	415	340	063
SS CVn . .	0.6	69.9	+48	+ 24	- 31	263	340	044
RR Cet . .	0.6	74.9	- 64	+ 70	+ 33	292	138	021
S Com . .	0.2	89.9	- 30	+ 20	+ 07	209	073	042
ST Com . .	0.3	86.7	- 89	+ 49	- 02	513	021	042
RVCrB . .	1.1	50.3	- 8	+ 11	+ 02	063	012	058
UY Cyg . .	1.3	16.4	+129	- 13	- 07	065	035	050
XX Cyg . .	1.2	15.9	0	- 14	- 03	122	026	105
XZ Cyg . .	2.2	15.4	- 24	- 71	+ 50	142	100	020
DM Cyg . .	3.2	17.1	+108	0	- 08	000	017	013
RW Dra . .	0.3	38.2	+ 2	+ 08	- 10	088	110	066
SU Dra . .	0.8	63.2	-114	+ 76	- 16	317	067	017
SW Dra . .	0.9	59.3	+ 34	+ 19	+ 04	104	022	028
XZ Dra . .	0.2	23.8	+104	- 26	+ 26	157	157	042
RR Gem . .	2.6	160.5	+ 48	+ 06	- 0 009	0.0024	0.0036	0.0028
TW Her . .	1.2	32.4	+104	+ 09	- 10	062	069	041
VX Her . .	2.0	54.6	-308	+ 20	- 44	055	121	011
VZ Her . .	0.4	36.6	- 17	+ 38	- 17	316	141	083
AR Her . .	2.0	45.0	-235	+ 50	+ 25	218	109	022
DY Her . .	2.4	58.9	+ 24	- 08	+ 12	021	032	013
RR Leo . .	0.7	108.6	+ 24	+ 14	+ 11	084	066	024
SS Leo . .	0.4	117.9	+ 85	+ 34	+ 16	258	121	023
ST Leo . .	0.1	108.8	+135	+ 50	- 14	500	140	050
RZ Lyr . .	3.4	22.8	-110	- 22	- 25	060	069	033
VV Peg . .	1.6	34.5	+124	- 44	- 44	253	253	023
BH Peg . .	2.0	42.7	-159	+ 33	+ 70	109	232	030
DH Peg . .	1.6	44.5	+ 28	+ 12	- 20	030	050	008
DY Peg . .	2.0	44.2	+ 72	+ 44	- 29	139	092	009
VY Ser . .	2.0	76.6	+ 29	+ 42	+ 120	110	316	016
AP Ser . .	0.0	73.6	0	+ 64	+ 06	611	057	038
AT Ser . .	1.1	68.1	- 16	+ 07	+ 08	056	064	032
RV UMa . .	0.7	62.4	-112	+ 040	+ 16	252	101	025
TU UMa . .	0.4	129.7	+ 96	+ 80	+ 39	420	205	026
ST Vir . .	0.0	90.0	- 32	- 17	- 18	162	172	029
UU Vir . .	0.0	114.7	- 74	+ 17	+ 15	123	109	022
UV Vir . .	0.0	110.8	+ 47	+ 35	- 10	144	506	058

где

$$C^2 = \frac{\bar{\pi}^2}{\bar{\pi}^2} = \frac{\bar{\tau}^2 - \sigma_0\mu^2}{|\bar{\tau}|^2 - |\sigma_0\mu|^2} \cdot \frac{|\bar{V}_r^1|^2}{\bar{V}_r^{12}} = P \cdot Q.$$

Через  $P$  и  $Q$  обозначены величины:

$$P = \frac{\bar{\tau}^2 - \sigma_0\mu^2}{|\bar{\tau}|^2 - |\sigma_0\mu|^2}; \quad Q = \frac{|\bar{V}_r^1|^2}{\bar{V}_r^{12}}.$$

$\sigma_0\mu$  есть средняя квадратическая ошибка определения собственных

движений, а  $|\sigma_{0\mu}|$  — абсолютная величина этой ошибки, которая равна

$$|\sigma_{0\mu}| = \frac{\sigma_{0\mu}}{1.2533}.$$

Заметим, что при совершенно однородной группе звезд  $P$  и  $Q$  приобретают значения 1.571 и 0.637, соответственно, и дисперсия абсолютных величин равна нулю.

В результате вычислений мы получили для данной группы короткопериодических цефеид  $P=1.639$  и  $Q=0.549$ . Это свидетельствует о том, что для рассматриваемых звезд распределение компонентов и пекулярных лучевых скоростей очень близко к нормальному. Но, в нашем случае, величина  $C^2$  меньше 1; она равна 0.93. Результат может оказаться на первый взгляд странным. Однако, более детальное рассмотрение вопроса убеждает нас, что здесь нет ничего неожиданного. Действительно, если  $\bar{\pi}^2$  и  $\bar{\pi}^2$  вычисляются непосредственно по известным значениям  $\pi$  для различных звезд или по совершенно строгим формулам, связывающим  $\pi$  с некоторыми известными характеристиками, то, конечно, всегда  $C^2 > 1$  причем знак равенства имеет место, когда звезды находятся на одинаковых расстояниях. Но, когда мы не располагаем известными значениями  $\pi$  для отдельных звезд и  $\bar{\pi}^2$  и  $\bar{\pi}^2$  вычисляются по некоторым статистическим формулам, связывающим компоненты собственного движения и лучевые скорости звезд со средним параллаксом, тогда, естественно, что для возможных значений  $C$  получается некоторое распределение, при котором вероятность неравенства  $C^2 < 1$  не равняется нулю. Поэтому, мы вправе ожидать, что иногда, в известных условиях, вычисления дадут значения  $C$  меньше единицы. Такой случай чаще всего будет иметь место тогда, когда дисперсия в расстояниях для рассматриваемой группы звезд небольшая и поэтому действительное значение  $C$  очень близко к единице.

Это условие довольно хорошо соблюдается для короткопериодических цефеид, помещенных в таблицу 9. Поэтому мы можем принять  $C^2=1$  и средняя абсолютная величина данной группы звезд получится равной  $M=11.^m0+5.^m0+5 \lg 0.00070=+0.^m2 \pm 0.^m2$ , с дисперсией 0.

Таким образом, более точный учет поглощения света приводит к более яркой абсолютной величине. Нам кажется, что в настоящее время наиболее надежным значением средней абсолютной величины короткопериодических цефеид следует считать величину  $M=+0.^m3 \pm 0.^m1$ , как среднее весовое из следующих определений:

по собственным движениям  $+0.^m2 \pm 0.^m2$ ,

по динамическим соображениям  $+0.^m5 \pm 0.^m4$  (Паренаго)

по тригонометрическим параллаксам  $+1.^m7 \pm 1.^m5$  (Паренаго).

Зная нормальный цвет и среднюю абсолютную величину короткопериодических цефеид, нетрудно вычислить цветовые избытки и неискаженные поглощением света расстояния до этих звезд. Они даются в девятом и десятом столбцах каталога.

В следующем столбце приведены координаты  $Z=R\sin b$ . В последнем столбце представлены избытки цвета короткопериодических цефеид, приведенные к единице расстояния. Приведение цветовых избыток на килопарсек в случае маленьких расстояний не оправдано, так как покраснение, пропорциональное расстоянию не наблюдается даже в галактической плоскости. Кривые поглощения в 43-х Площадках Каптейна, полученные Е. К. Харадзе показывают, что поглощение на вторые 500 парсек составляет в среднем 45% поглощения на первые 500 парсек. Ввиду того, что звезды с расстоянием меньше 1000 парсеков довольно часто встречаются в нашем каталоге, мы в качестве единицы расстояния выбрали 100 парсеков.

Видимое пространственное распределение звезд нашего каталога в системе галактических координат приводим на рисунке 7. Прерывистые линии ограничивают зону избегания по Хабблу.

§ 4. Избирательное поглощение света в зоне избегания. В эту область попадают только шесть звезд нашего списка: *ST Oph*, *BD Her*, *BN Vul*, *RZ Cep*, *HU Cas*, *AR Per*.

Они довольно заметно разбросаны по галактическим долготам ( $350^\circ$ — $130^\circ$ ). Рассмотрим каждое из этих направлений в отдельности.

Переменная *ST Oph* ( $l=350^\circ.1$ ,  $b=+15^\circ.1$ ) находится на карте № 9 в атласе Росса и Кальверт [127]. Расстояние до этой звезды составляет 630 пс и избирательное поглощение выражается величиной 0.43. В данном направлении Д. Ш. Хавтаси [70] зарегистрирована темная туманность № 372 ( $l=350^\circ.4$ ,  $b=+15^\circ.1$ ), которая является ответственной за большой избыток цвета.

Звезда *BD Her* находится в светлом участке Млечного Пути, где видимое распределение звездной плотности по карте № 13 Росса и Кальверт почти равномерное. Покраснение на расстоянии 1000 пс характеризуется числом  $o.^m38$ .

Короткопериодическая цефейда *BN Vul* ( $l=26^\circ.3$ ,  $b=+44^\circ.6$ ) расположена на границе светлого и темного участков Млечного Пути. Избирательное поглощение в этом направлении довольно велико. Покраснение на 460 пс достигает 0.60 зв. величины.

Цефеида *HU Cas* ( $l=93^\circ.4$ ,  $b=-5^\circ.3$ ) находится на карте № 26 в атласе Росса и Кальверт. Она проектируется на светлый участок Млечного Пути. Однако, в этом направлении наблюдается сильное избирательное поглощение. Покраснение на 600 пс равно  $o.^m68$ . Вблизи этой переменной расположена звезда *HD 6417* ( $l=92^\circ.7$ ,  $b=-4^\circ.7$ ), спектрального типа B5, избыток цвета которой по Стеббинсу и Уитфорду [69] составляет  $o.^m10$ . Так как расстояние до этой звезды не превышает 400 пс, то можно заключить, что эффективное нарастание покраснения в данном направлении происходит дальше 400 парсеков. На  $3^\circ$  южнее *HU Cas* расположена Площадка Каптейна № 8, покраснение света в которой на 700 пс достигает  $o.^m45$ , по исследованиям Е. К. Харадзе.

Звезда *AR Per* ( $l=122^\circ.7$ ,  $b=-1^\circ.2$ ) находится почти в галактической плоскости. При внимательном рассмотрении соответствующей карты атласа Росса и Кальверт (№ 28), чувствуется дефицит звезд вокруг переменной. Избирательное поглощение на 380 пс равно  $o.^m51$ .

Средний коэффициент избирательного поглощения света в зоне избегания по рассмотренным цефенам выражается величиной  $o.^m10$  на 100 парсеков. Рассеяние избыток цвета вокруг среднего значения довольно значительное от  $-o.^m03$  до  $+o.^m06$ , что свидетельствует о неравномерном распределении поглощающего вещества в этой области.

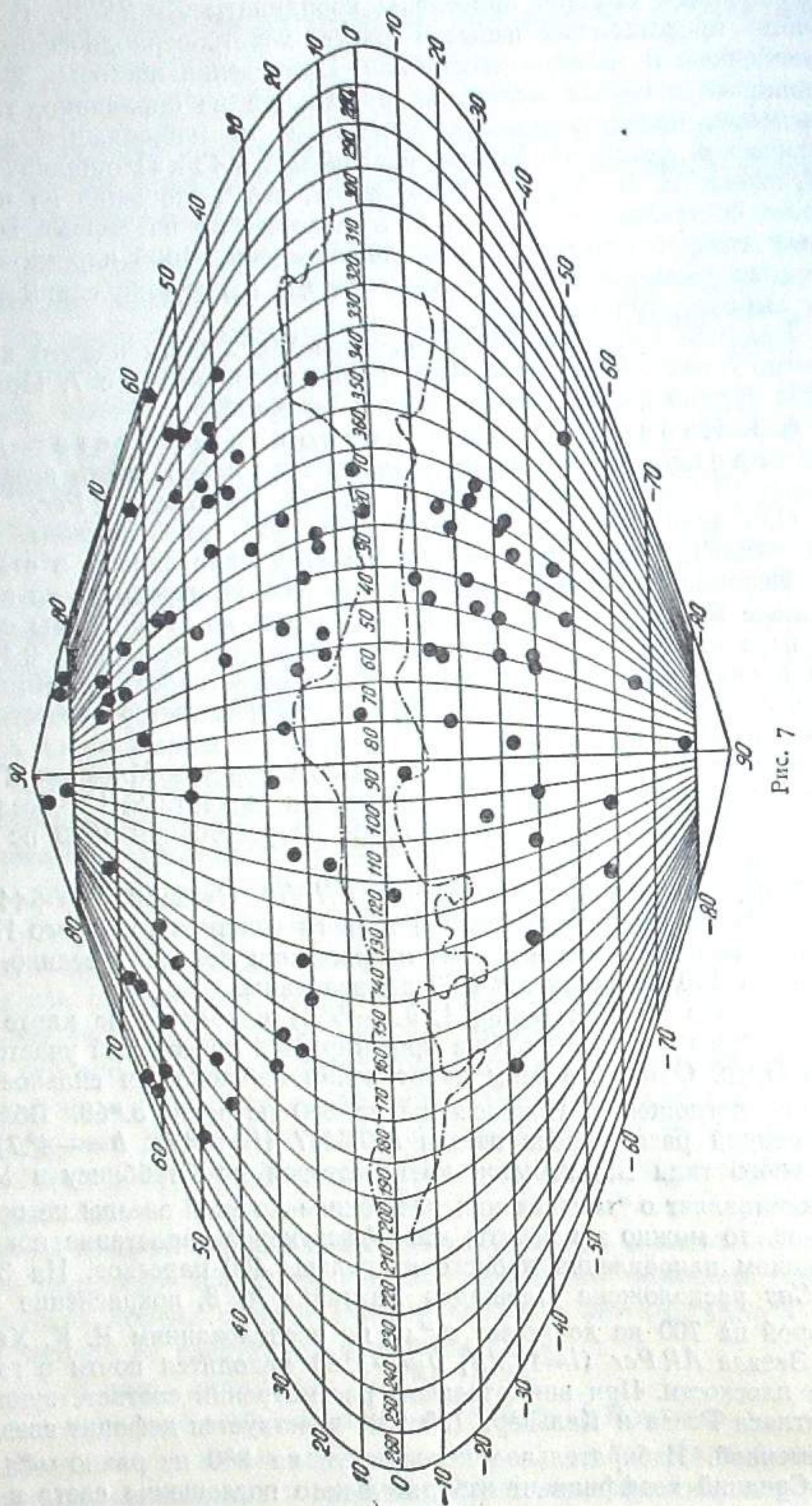


Рис. 7

Шестая по счету звезда  $RZ\ Cep$  ( $l=77^{\circ}0$ ,  $b=+5^{\circ}5$ ) заслуживает особого внимания. Ей соответствует карта № 19 из атласа Росса и Кальверт. Область, окружающая переменную не является светлой, но все же видимое распределение звезд довольно однородное. Избыток цвета этой звезды равен  $o.^m65$ . Принимая медианную фотографическую величину по ОКПЗ равной  $9.^m9$  и определяя расстояние по формуле:

$$r = 10^{0.2(m-0.3-5.0,65)+1}$$

получаем, что звезда находится от нас всего на 190 парсеков. Несмотря на то, что цефеида  $RZ\ Cep$  расположена недалеко от галактической плоскости, не представляется возможным считать межзвездную среду ответственной за столь большой избыток цвета. Тем более, что звезда  $HD\ 215371$  ( $l=77^{\circ}6$ ,  $b=+5^{\circ}7$ ), удаленная от  $RZ\ Cep$  всего на полградуса, по измерениям Стеббинаса и Уитфорда имеет избыток цвета только  $o.^m12$ , причем она находится приблизительно на таком же расстоянии от нас, как переменная  $RZ\ Cep$ . Поиски причины большого покраснения в самих наших наблюдениях в том смысле, что определения цвета могут не соответствовать максимуму кривой блеска, также исключаются, так как, во-первых, наблюдениями перекрыта вся длина периода, во-вторых спектральный класс меняется в довольно узких пределах: A0—A3. Представляется вероятным допустить, что переменная  $RZ\ Cep$  не является короткопериодической цефеной. Большая асимметрия световой кривой ( $o.^4$ ) не противоречит такому предположению. В связи с этим интересно отметить, что по нашему материалу аномально красными оказались также звезды  $UZ\ Leo$  и  $FG\ Hya$ . На большой показатель цвета звезды  $UZ\ Leo$  обратил внимание также Кюни [128], независимо от нас. В 1954 г. в журнале *Sky and Telescope* (Vol. XIII, № 5) появилась заметка о работе Смита, который на основе электрофотометрических наблюдений в зеленых и желтых лучах нашел, что переменные  $UZ\ Leo$  и  $FG\ Hya$  принадлежат к двойным системам. Обе звезды характеризуются почти симметричными кривыми блеска. Может быть, что и  $RZ\ Cep$  является двойной звездой. На этот вопрос могут пролить свет дальнейшие фотоэлектрические и спектроскопические исследования.

§ 5. Избирательное поглощение света в северном галактическом полушарии. Рассмотрим отдельные направления вне зоны избегания в северном галактическом полушарии.

Цефеиды  $TV\ Lib$  ( $l=321^{\circ}4$ ,  $b=+38^{\circ}3$ ) и  $AT\ Vir$  ( $l=274^{\circ}6$ ,  $b=+57^{\circ}0$ ) являются в одинаковой мере покрасневшими, причем покраснение небольшое ( $o.^m01$  на 100 пс). Обе звезды попадают в зону, где имеется сплошной подсчет внегалактических туманностей Шейна и Виртанена [20]. Небольшой дефицит туманностей в окрестности  $TV\ Lib$  по сравнению с  $AT\ Vir$ , вероятно, обязан более заметному поглощению в направлении  $l=324^{\circ}4$ ,  $b=+38^{\circ}3$ , происходящему дальше 1200 парсеков от Солнца.

Вокруг направления  $l=345^{\circ}$ ,  $b=+45^{\circ}$  располагаются 9 звезд:  $ST\ Vir$ ,  $EH\ Lib$ ,  $VY\ Ser$ ,  $AT\ Ser$ ,  $DY\ Her$ ,  $VX\ Her$ ,  $EE\ Her$ ,  $AN\ Ser$ ,  $AP\ Ser$ .

Звезды  $AP\ Ser$  ( $l=340^{\circ}7$ ,  $b=+50^{\circ}9$ ) и  $ST\ Vir$  ( $l=315^{\circ}1$ ,  $b=+52^{\circ}4$ ) вовсе не показывают покраснения. Этому не противоречит повышенное число внегалактических туманностей поблизости от этих звезд, согласно подсчетам указанных авторов. Во всяком случае, в данных направлениях пространство до 1500 парсеков является довольно свободным от избирательно поглощающего вещества.

Цефеиды *DY Her* ( $l=355^{\circ}.5, b=+34^{\circ}.9$ ), *VX Her* ( $l=2^{\circ}.6, b=+37^{\circ}.7$ ) и *VY Ser* ( $l=334^{\circ}.2, b=+42^{\circ}.6$ ) находятся на сравнительно-близких расстояниях от Солнца (350—380 парсек), но цвета их сильно отягочены межзвездным покраснением. В районе *DY Her* намечается дефицит внегалактических туманностей по Хабблу. Число галактик уменьшено и в окрестности *VY Ser*, согласно подсчетам Шейна и Виртанена.

Покраснение по остальным трем цефеидам: *AN Ser* ( $l=351^{\circ}.4, b=+43^{\circ}.7$ ), *AT Ser* ( $l=343^{\circ}.5, b=+40^{\circ}.6$ ) и *EH Lib* ( $l=324^{\circ}.1, b=+47^{\circ}.0$ ) также довольно ощутимое. В общем, область с центром  $l=345^{\circ}, b=+45^{\circ}$  характеризуется весьма неоднородным распределением поглощающего вещества. Покраснение на 100 парсек меняется от  $o^m.00$  до  $o^m.13$ .

Покраснение света значительное и в направлении *RV CrB* ( $l=16^{\circ}.0, b=+43^{\circ}.3$ ). Оно равно  $o^m.22$  на килопарсек.

Избытки цвета короткопериодических цефеид *VZ Her* ( $l=26^{\circ}.5, b=+33^{\circ}.4$ ), *TW Her* ( $l=23^{\circ}.2, b=+73^{\circ}.6$ ) и *U Lyr* ( $l=39^{\circ}.9, b=+19^{\circ}.3$ ) возрастают по мере уменьшения их галактических широт. Причем, покраснение в этих направлениях небольшое.

Звезды *RZ Lyr* ( $l=29^{\circ}.5, b=+14^{\circ}.7$ ) и *EZ Lyr* ( $l=33^{\circ}.0, b=+15^{\circ}.1$ ) находятся на карте № 15 атласа Росса и Кальверт. Занимаемые ими участки не являются светлыми, но дефицит звезд вокруг переменных не чувствуется. Однако, судя по их избыткам цвета можно заключить, что в этих направлениях даже на близких расстояниях (250—450 парсеков) концентрация избирательно поглощающей материи очень велика и неравномерная.

Звезда *UU Boo* имеет высокую галактическую широту ( $b=+57^{\circ}$ ). В этом направлении, на протяжении до 2000 парсеков, покраснение не наблюдается. На три градуса южнее *UU Boo* находится короткопериодическая цефеида *ST Boo* ( $l=23^{\circ}.9, b=+54^{\circ}.0$ ), которая является заметно покрасневшей. Ее избыток цвета равен  $o^m.31$ .

Покраснение большое и в направлении звезды *AR Her* ( $l=41^{\circ}.4, b=+47^{\circ}.2$ ), несмотря на то, что переменная расположена довольно высоко над галактической плоскостью.

В отношении поглощающей материи пространство в направлении *RW Dra* ( $l=53^{\circ}.9, b=+40^{\circ}.0$ ) до 1500 парсеков можно считать почти разреженным.

Окрестности звезды *AE Dra* ( $l=51^{\circ}.5, b=+24^{\circ}.8$ ) характеризуются нормальным распределением внегалактических туманностей по Хабблу ( $\lg N=1.67$ ), но избыток цвета переменной равен 0.26 на килопарсек.

Короткопериодические цефеиды *XZ Cyg*, *XX Cyg*, *XZ Dra*, *WY Dra* и *TY Cam* располагаются по контуру зоны избегания. В области *XZ Cyg* ( $l=55^{\circ}.5, b=+16^{\circ}.4$ ) наблюдается большой недостаток внегалактических туманностей. В этом направлении велико и избирательное поглощение. На 290 парсеков оно достигает 0.43 зв. величины. Переменная *XX Cyg* ( $l=59^{\circ}.8, b=+14^{\circ}.0$ ) находится на карте № 22 атласа Росса и Кальверт. Видимое распределение звезд вокруг переменной по карте следует считать однородным. Площадка, расположенная на один градус севернее от звезды *XX Cyg*, имеет нормальное число внегалактических туманностей ( $\lg N=1.76$ ). И избыток цвета переменной находится в соответствии с этими данными. Он выражается числом  $o^m.18$  на килопарсек. Покраснение в направлении на *XZ Dra* ( $l=62^{\circ}.8, b=+22^{\circ}.1$ ) совсем незна-

чительное. Оно равно 0.05 зв. величины и находится в полном согласии с нормальным числом галактик в данном направлении по подсчетам Хаббла. Нормальное число внегалактических туманностей наблюдается и в направлении на *WY Dra* ( $l=80^{\circ}.2, b=+25^{\circ}.3$ ), но переменная является заметно покрасневшей. Ее избыток цвета равен  $o^m.28$  на килопарсек. Избирательное поглощение в направлении *TY Cam* ( $l=117^{\circ}.2, b=+16^{\circ}.4$ ) выражается числом  $o^m.22$  на килопарсек.

Особый интерес представляет собой направление на переменную *AQ Cep* ( $l=94^{\circ}.0, b=+29^{\circ}$ ) в связи с тем, что она находится недалеко от Северного полюса мира. Окрестности последнего с точки зрения космического поглощения света исследовались по различным объектам многими астрономами. В результате было констатировано наличие как общего, так и избирательного поглощения света на большой поверхности вокруг Полюса. Например, по Сирсу [129] покраснение до 700 парсеков достигает величины  $o^m.27$ . Почти в точке Северного Полюса расположена Площадка Каптейна № 1. Согласно исследованиям Е. К. Харадзе в данном участке покраснение начинается на близких расстояниях в 100—150 парсеков и на 1100 парсеков приобретает значение  $o^m.36$ . Цефеида *AQ Cep* попадает в область, которая в значительной степени поражена избирательным поглощением. Ее избыток цвета по нашим определениям равен  $o^m.38$  на килопарсек. Как видим, наше определение находится в хорошем согласии с результатом Е. К. Харадзе.

Звезды *SU Dra* ( $l=99^{\circ}.6, b=+48^{\circ}.8$ ) и *SW Dra* ( $l=93^{\circ}.4, b=+47^{\circ}.8$ ) находятся немного выше средней галактической широты и по признаку покраснения они особого внимания не привлекают к себе, хотя избытки цвета для их широт все же заметны. По-видимому, в этой области поглощение довольно однородное.

То же самое можно сказать относительно короткопериодических цефеид *RZ Cam* ( $l=115^{\circ}.8, b=+24^{\circ}.1$ ) и *TZ Aur* ( $l=144^{\circ}.2, b=+22^{\circ}.2$ ), несмотря на то, что они расположены недалеко от галактической плоскости.

Большим избирательным поглощением характеризуется направление на *RR Gem* ( $l=155^{\circ}.0, b=+21^{\circ}.0$ ). Избыток цвета на 500 парсеков превышает величину  $o^m.50$ .

В направлении на *SS Cnc* ( $l=166^{\circ}.6, b=+27^{\circ}.7$ ) покраснение не наблюдается до 2000 парсеков.

Положение короткопериодической цефеиды *TT Cnc* ( $l=180^{\circ}, b=+29^{\circ}.9$ ) совпадает с центром площадки, где подсчетами Хаббла отмечено нормальное число внегалактических туманностей, но избирательное поглощение в данном направлении заметное; оно достигает величины 0.20 на 550 парсеков.

Почти эти же данные соответствуют направлению  $l=204^{\circ}.1, b=+41^{\circ}.7$  (*T Sex*).

Покраснение звезды *SU Leo* ( $l=197^{\circ}.3, b=+45^{\circ}.1$ ), если учесть, что она удалена от нас более, чем на 2000 парсеков, нельзя считать значительным.

Для данной широты большими покраснениями света выделяются короткопериодические цефеиды *TV Leo* ( $l=232^{\circ}.1, b=+49^{\circ}.7$ ) и *SZ Leo* ( $l=213^{\circ}.0, b=+57^{\circ}.0$ ). Их избытки цвета равны  $o^m.30$  и  $o^m.28$  на килопарсек, соответственно.

Галактические широты звезд *SS Leo*, *RR Leo* и *VLMi* заключены в пределах 54—60 градусов. Избирательное поглощение в направлении *VLMi* на протяжении 1600 парсеков совсем не наблюдается. Оно незначительно и по остальным двум звездам.

Короткопериодические цефеиды, имеющие галактические широты более +60°, в большинстве случаев или вовсе не показывают покраснения или избытки цвета не превосходят нескольких сотых зв. величины, ввиду чего мы не будем рассматривать их в отдельности. Отметим, что именно эти звезды, в основном, мы использовали для вывода нормального цвета короткопериодических цефейд.

§ 6. Избирательное поглощение в южном галактическом полушарии. Теперь рассмотрим звезды нашего каталога, находящиеся вне зоны избегания и имеющие отрицательные галактические широты.

В первую очередь остановимся на участке, расположенному между галактическими долготами 10°—60° и широтами —10°— —51°, где размещаются 21 короткопериодическая цефеида. Он является в сущности продолжением к югу от галактического экватора области, которая, согласно исследованиям В. Б. Никонова, характеризуется весьма сложным распределением поглощающего вещества [30].

Сильным поглощением отличается особенно звезда *DE Lac* ( $l=60.9^\circ$ ,  $b=-12^\circ.8$ ). Избирательное поглощение в этом направлении превышает 0.70 зв. величины. Видимое распределение звезд на соответствующей карте Росса и Кальверт (№ 18) довольно однородное. Вероятно, поглощение вызывается малым плотным темным облаком, которое не может повлиять на видимую яркость звездного фона.

Короткопериодическая цефеида *UY Cyg* ( $l=42^\circ.5$ ,  $b=-10^\circ.5$ ) расположена в участке, где Хабблом выявлен большой дефицит внегалактических туманностей. Избыток цвета звезды на 700 парсеков не превышает величину  $m_{\text{v}}.26$ . На карте № 17 атласа Росса и Кальверт видимое распределение звезд вокруг переменной совершенно однородное. Все эти данные свидетельствуют о том, что в данном направлении основная масса рассеивающего вещества сосредоточена на больших расстояниях от Солнца.

Сильное поглощение наблюдается в направлении на цефеиду *DM Cyg* ( $l=47^\circ.4$ ,  $b=-13^\circ.2$ ). Избыток цвета звезды превышает  $m_{\text{v}}.60$  на 450 парсеков.

На два градуса южнее *DE Lac* находится короткопериодическая цефеида *CQ Lac* ( $l=62^\circ.0$ ,  $b=-15^\circ.0$ ). Расстояние до этой звезды достигает 1800 парсеков, но ее избыток цвета не превосходит величину  $m_{\text{v}}.13$ . Вспоминая о сильном покраснении света в направлении на *DE Lac*, можно заключить, что область занимаемая указанными переменными, характеризуется весьма неравномерным распределением поглощающего вещества.

Судя по карте № 18 атласа Росса и Кальверт, звезда *CK Del* ( $l=22^\circ.1$ ,  $b=-16^\circ.0$ ) проектируется на светлый участок неба. Она обладает небольшим избытком цвета ( $m_{\text{v}}.16$  на килопарсек). Видимое распределение звезд вокруг переменной *DX Del* ( $l=26^\circ.5$ ,  $b=-20^\circ.1$ ), судя по той же карте, однородное. Ее избыток цвета равен  $m_{\text{v}}.34$  на 360 пс.

В районе переменных *V 341 Aql* ( $l=13^\circ.7$ ,  $b=-23^\circ.5$ ) и *AA Aql* ( $l=11^\circ.0$ ,  $b=-26^\circ.4$ ) мы опять имеем случай неравномерного распределения поглощающего вещества. В направлении на *V 341 Aql*, на близ-

ком расстоянии от Солнца, наблюдается сильное покраснение света ( $m_{\text{v}}.46$ ). Цефеида *AA Aql* находится в два раза дальше по сравнению с *V 341 Aql*, но ее избыток цвета почти в три раза меньше, чем последней.

Звезды *AV Peg* ( $l=45^\circ.6$ ,  $b=-24^\circ.8$ ), *AO Peg* ( $l=38^\circ.0$ ,  $b=-23^\circ.5$ ), *TZ Aqr* ( $l=21^\circ.8$ ,  $b=-45^\circ.6$ ) и *YZ Aqr* ( $l=17^\circ.4$ ,  $b=-51^\circ.0$ ) показывают небольшое покраснение.

В направлении *SX Aqr* ( $l=26^\circ.2$ ,  $b=-35^\circ.2$ ) покраснение не обнаруживается до 1700 парсеков. В данном участке распределение внегалактических туманностей, по Хабблу, нормальное.

Площадь неба, где расположены цефеиды *SW Aqr* и *CP Aqr* выделяется большой концентрацией избирательно поглощающего вещества. Покраснение в направлении *CP Aqr* ( $l=17^\circ.2$ ,  $b=-32^\circ.6$ ) находится на уровне 0.70 на протяжении 600 парсеков. На таком же расстоянии переменная *SW Aqr* ( $l=19^\circ.5$ ,  $b=-32^\circ.7$ ) показывает покраснение в 0.47 звездной величины. Переменные находятся довольно близко друг от друга, но их избытки цвета значительно отличаются один от другого.

Звезды *BF Peg* ( $l=58^\circ.0$ ,  $b=-31^\circ.0$ ) и *VV Peg* ( $l=46^\circ.8$ ,  $b=-31^\circ.2$ ) не показывают большого покраснения.

Поглощение очень заметно в направлении *CY Aqr* ( $l=38^\circ.2$ ,  $b=-47^\circ.9$ ). Избыток цвета звезды достигает 0.25 зв. величины.

Короткопериодические цефеиды *DH*, *BH* и *DY Peg* находятся на расстояниях 360—500 парсеков от Солнца и располагаются вдоль широты —40°. Судя по их избыткам цветов, которые имеют значения  $m_{\text{v}}.31$ ,  $m_{\text{v}}.39$  и  $m_{\text{v}}.41$ , соответственно, покраснение в этих направлениях весьма ощутимое для данной широты. В то же время оно очень однородно.

Таким образом, рассмотрение цветовых избыточков короткопериодических цефеид, заключенных в области  $l=10^\circ$ — $60^\circ$  и  $b=-10^\circ$ — $-50^\circ$ , указывает на весьма пеструю картину распределения рассеивающего вещества. В этом участке неба, по-видимому, скрывается некоторое структурное свойство нашей Галактики крупного масштаба, но малое количество звезд лишает нас возможности исследовать его детально.

Звезда *BK Eri* ( $l=324^\circ.2$ ,  $b=-50^\circ.3$ ) находится значительно правее от только что рассмотренного участка. Покраснение в данном направлении вовсе незначительно.

Привлекает к себе особое внимание переменная *BR Aqr*. Она занимает галактическую широту —66° и ее избыток цвета выражается числом  $m_{\text{v}}.64$ . Звезда очень хорошо удовлетворяет линейным элементам, данным в ОКПЗ, так что определение цвета произведено точно в максимуме блеска. Нам представляется, что в данном случае причину столь большого покраснения света нужно искать в самой звезде. По всей вероятности, переменная *BR Aqr* не является короткопериодической цефеидой. Она требует дальнейшего исследования, в первую очередь спектрального.

В направлениях *DZ Peg* ( $l=69^\circ.9$ ,  $b=-41^\circ.9$ ) и *U Tri* ( $l=106^\circ.3$ ,  $b=-26^\circ.5$ ) избирательное ослабление света на протяжении 2000 парсеков совсем не обнаруживается. В районе *U Tri* наблюдается, по подсчетам Шейна [20], повышенное число галактик.

Короткопериодическая цефеида *RX Cet* в нашем случае занимает самую высокую южную галактическую широту (—78°). Покраснение в этом направлении совсем незначительное.

Направления *RR Cet* ( $l=113^\circ.3$ ,  $b=-59^\circ.0$ ), *SS Psc* ( $l=101^\circ.0$ ,  $b=-40^\circ.0$ ) и *RXEri* ( $l=181^\circ.7$ ,  $b=-32^\circ.4$ ) характеризуются незначитель-

ным покраснением света. Избытки цвета этих звезд на 100 парсеков меняются в пределах  $0^m.01 - 0^m.04$ .

Весьма заметное поглощение наблюдается в направлениях на *RZ Cet* ( $l=146^{\circ}.9$ ,  $b=-58^{\circ}.8$ , *SS Tau* ( $l=148^{\circ}.1$ ,  $b=-37^{\circ}.2$ ) и *SW And* ( $l=84^{\circ}.4$ ,  $b=-32^{\circ}.9$ ).

Переменная *RV Ari* является второй звездой в нашем случае, в южном галактическом полушарии, которая обращает на себя особое внимание как аномально красная. Ее избыток цвета превышает величину  $0^m.75$ .

В этом случае мы склонны приписать самой звезде значительную часть покраснения.

Цефеида *AT And* ( $l=78^{\circ}.0$ ,  $b=-18^{\circ}.1$ ) располагается не очень далеко от галактического экватора. Видимое распределение звезд на карте № 27 атласа Ресса и Кальверт на большой площади неба вокруг переменной однородно. Тем не менее, звезда является значительно покрасневшей, избыток цвета на 700 парсеков равен  $0^m.29$ .

Таким образом, мы исчерпали все направления нашего каталога данного полушария.

§ 7. Зависимость избытка цвета от галактической широты. Представляет собой определенный интерес выяснение вопроса об изменении среднего избытка цвета звезд в зависимости от галактической широты, по данным нашего материала. В обзорной части настоящей работы говорилось, что средняя плотность избирательно-поглащающей среды уменьшается по мере удаления от галактического экватора. Этот факт является твердо установленным, и в этом смысле, конечно, от данных нашего каталога цветовых избытков ничего нового ожидать нельзя. Но, все же, исследования подобного рода необходимы хотя бы потому, что они могут служить до некоторой степени качественной проверкой используемого материала.

Мы разделили Галактику по широте на 3 зоны по 30 градусов каждая. Ограничение сравнительно большими интервалами галактических широт обусловлено малым количеством звезд. Для цефеид, попадающих в каждую зону, находились средние галактическая широта  $b$ , Z-координата и избыток цвета. Результаты представлены в таблице III.

Таблица III

Галактическая зона	Средняя галактическая широта	Средняя Z-коорд.	Избыток цвета на 100 пс	Число звезд
$00^{\circ}.0 - 30^{\circ}.0$	15.7	285	$0^m.09$	35
$30^{\circ}.1 - 60^{\circ}.0$	45.1	730	$0^m.04$	46
$60^{\circ}.1 - 90^{\circ}.0$	73.8	1300	$0^m.01$	21

В таблице IV содержатся значения этих же характеристик, вычисленные отдельно для цефеид северных и южных полушарий только для двух первых зон. Звезды из третьей зоны в данном случае не рассматриваются, так как почти все они расположены в северном галактическом полушарии.

Как видим, покраснение для рассматриваемых зон как будто больше на южной стороне от галактического экватора. Однако, этот результат является следствием селекции материала. Действительно, рисунок 7 показывает, что распределение исследуемых звезд в северном галактическом полушарии более или менее равномерное, в то время как в южном

Таблица IV

Галактическая зона	Средняя широта		Средняя Z-координата		Избыток цвета на 100 пс		Число звезд	
	с	ю	с	ю	с	ю	с	ю
$00^{\circ}.0 - 30^{\circ}.0$	15 <sup>o</sup> .3	16 <sup>o</sup> .0	280	300	$0^m.09$	$0^m.10$	21	14
$30^{\circ}.1 - 60^{\circ}.0$	46 <sup>o</sup> .0	43 <sup>o</sup> .1	750	725	$0^m.03$	$0^m.05$	26	20

полушарии они в основном сосредоточены между галактическими долготами  $l=290^{\circ}-90^{\circ}$ . Если взять звезды, ограниченные этими долготами, то получим данные, приведенные в таблице V.

Таблица V

Галактическая зона	Средняя широта		Средняя Z-координата		Избыток цвета на 100 пс		Число звезд	
	с	ю	с	ю	с	ю	с	ю
$00^{\circ}.0 - 30^{\circ}.0$	17 <sup>o</sup> .7	18 <sup>o</sup> .1	343	345	$0^m.10$	$0^m.10$	18	13
$30^{\circ}.1 - 60^{\circ}.0$	44 <sup>o</sup> .3	39 <sup>o</sup> .2	686	673	$0^m.04$	$0^m.04$	19	15

Как видим, для этих частей Галактики картина совершенно одинакова. Вообще, нужно признать, что для исследования асимметрии распределения поглащающего вещества наш материал недостаточен. Наконец, отметим, что согласно нашего каталога, средний избыток цвета по всем звездам выражается числом  $0^m.05$  на 100 парсеков.

§ 9. Определение параметров формулы Паренаго. В первой главе настоящего исследования мы отмечали, что П. П. Паренаго, допуская, что изменение плотности темной материи следует экспоненциальному закону, определенному функцией вида:

$$D(\zeta) = D(o) e^{-\frac{z}{\beta}},$$

получил для общего поглощения формулу:

$$A(r_1 b) = \frac{ab}{\sin b} \left(1 - e^{-\frac{r \sin b}{\beta}}\right), \quad (1)$$

где  $a$  есть поглощение на килопарсек или строго в галактической плоскости или при плотности, равной плотности  $D$  в галактической плоскости;  $\beta$  есть полутолщина поглащающего слоя, если бы его плотность была всюду равна плотности в галактической плоскости.

В Советском Союзе эта формула широко применяется в статистических исследованиях. За последнее время теорией Паренаго начали пользоваться и зарубежные астрономы. Для примера можно указать на работы Зонна [72], Стиббса [130] и других.

Представляет большой интерес получение значений параметров  $a$  и  $\beta$  для многих отдельных направлений на основе наблюдательного материала. Е. К. Харадзе [1] по данным своего каталога получил, что среднее значение  $a$  равно 3.26 зв. величины, а среднее значение параметра  $\beta$  оказалось равным 100 пс.

Но в нашем случае, поскольку мы не располагаем кривыми поглощения, невозможно определение  $a$  и  $\beta$  одновременно для индивидуальных направлений, по методу Паренаго, как это сделал, например, Харадзе. Однако, можно сделать попытку определения средних значений параметров поглощения для различных галактических зон, разделенных по широте.

Так как в формуле Паренаго зависимость между  $a$  и  $\beta$  нелинейная, то для нахождения средних значений параметров по способу наименьших квадратов необходимо разложить в ряд основную формулу. Если ограничиться членами первого порядка, получим:

$$A(r_1 b) = \frac{a_0 \beta_0}{\sin b} \left(1 - e^{-\frac{z}{\beta_0}}\right) + \frac{\beta_0}{\sin b} \left(1 - e^{-\frac{z}{\beta_0}}\right) (a - a_0) + \\ + \left[ \frac{a_0}{\sin b} \left(1 - e^{-\frac{z}{\beta_0}}\right) + \frac{a_0 \zeta}{\beta_0 \sin b} e^{-\frac{z}{\beta_0}} \right] (\beta - \beta_0),$$

или

$$\frac{\beta_0}{\sin b} \left(1 - e^{-\frac{z}{\beta_0}}\right) (a - a_0) + \frac{a_0}{\sin b} \left(1 - e^{-\frac{z}{\beta_0}}\right) + \frac{\zeta}{\beta_0} e^{-\frac{z}{\beta_0}} (\beta - \beta_0) + \\ + \frac{a_0 b_0}{\sin b} \left(1 - e^{-\frac{z}{\beta_0}}\right) - A(r_1 b) = 0. \quad (2)$$

Введем следующие обозначения:

$$a - a_0 = x, \\ \beta - \beta_0 = y, \\ \frac{\beta_0}{\sin b} \left(1 - e^{-\frac{z}{\beta_0}}\right) = m, \frac{a_0}{\sin b} \left(1 - e^{-\frac{z}{\beta_0}}\right) + \frac{\zeta}{\beta_0} l - \frac{z}{\beta_0} = n, \\ \frac{a_0 \beta_0}{\sin b} \left(1 - e^{-\frac{z}{\beta_0}}\right) - A(r_1 b) = l.$$

После этого уравнение (2) принимает вид

$$mX + nY + l = 0. \quad (3)$$

Системы таких условных уравнений были составлены для трех галактических зон:  $0^\circ - 30^\circ$ ;  $30^\circ - 60^\circ$  и  $60^\circ - 90^\circ$ , и так они решались способом наименьших квадратов путем последовательных приближений. Для первой зоны за исходные значения параметров были взяты  $a_0 = 4^m.0$  и  $\beta_0 = 100$  пс.  $A$  и  $Z$  брались из таблицы 10. Решение 34 условных уравнений дало:

$$a = 3^m.4 \pm 0^m.7; \beta = 140 \pm 28 \text{ пс.}$$

Значение  $a$  хорошо согласуется с определениями П. П. Паренаго, Е. К. Харадзе, Зонна и др.

Коэффициенты  $m$  и  $n$ , составленные для звезд двух остальных зон, оказались, из-за незначительного влияния экспоненциальных членов, приблизительно пропорциональными, с точностью до четвертого знака. В таком случае, как известно, уверенное разделение неизвестных не

удается. По этой причине, мы не могли получить средние значения  $a$  и  $\beta$  для зон  $30^\circ - 60^\circ$  и  $60^\circ - 90^\circ$  указанным способом. Однако, можно для них определить один из этих параметров, считая другой известным. Мы предприняли определение  $\beta$  поскольку в свете последних работ можно заключить, что значение  $a$  установлено довольно надежно. Принимая в выражении (2)  $a = a_0 = 3^m.5$  на килопарсек, мы получили для  $30^\circ - 60^\circ$   $\beta = 112$  пс и для  $60^\circ - 90^\circ$   $\beta = 92$  пс.

Таким образом, в пределах ошибок определения  $\beta$  (около 20%) ее значение для всей Галактики, согласно нашему материалу, остается постоянным (100 пс).

### Выводы

В первой главе подробно изложена цель настоящего исследования, обоснована постановка задачи и показана ее актуальность в свете интересов современнойзвездной астрономии.

В результате довольно трудоемкой, почти пятилетней наблюдательной работы мы составили каталог показателей цвета 102 короткопериодических цефеид в максимумах блеска, анализ которого привел нас к выводам двоякого рода.

Выводы первого рода относятся к самим короткопериодическим цефеидам.

Они сводятся к следующему.

1. При рассмотрении вопроса о нормальных цветах, мы ссылались на исследования, в которых имеются определенные указания на неоднородность подсистемы короткопериодических цефеид. Мы могли убедиться, что подавляющее большинство короткопериодических цефеид образуют сферическую составляющую Галактики. Представители же плоской подсистемы не превышают 20% от общего числа звезд данного типа. Было отмечено также, что надежные критерии для подразделения звезд еще не установлены. Все эти работы опираются на исследования спектров или пространственных и кинематических характеристик звезд. Что касается колориметрических работ по короткопериодическим цефеидам, то нужно признать, что в данном масштабе они не предпринимались до последнего времени. Между тем, как нам представляется, и цветовые данные могут играть важную роль при отнесении звезд к той или иной группе. Однако, сделать какие-нибудь выводы относительно однородности звезд по цветам на низких и умеренных галактических широтах весьма затруднительно из-за наличия в межзвездном пространстве неравномерного поглощения света. Но, показатели цвета короткопериодических цефеид, находящихся на высоких галактических широтах, где покрасление света совсем незначительное, могут доставить ценные сведения о физической природе этих звезд.

19 короткопериодических цефеид нашего каталога имеют галактические широты, превышающие  $+60$  градусов. Из этого числа мы использовали показатели цвета 16 звезд для вывода нормального цвета. Их среднее значение оказалось равным  $-0.20$  с дисперсией  $\pm 0.05$ . Из последней величины мы заключили, что данная группа короткопериодических цефеид является довольно однородной. Переменные  $RR CVn$ ,  $TV Boo$  и  $UV Vir$  выделяются своими аномальными цветами. Они, по-видимому, имеют весьма интенсивную радиацию в фотографическом участке спектра.

Таким образом, согласно нашему материалу, и совокупность короткопериодических цефеид, входящих в сферическую составляющую Галактики, является смесью объектов, находящихся в различных физических состояниях, но среди них, по крайней мере, 80% звезд образуют однородную по цветовой характеристике группу.

Короткопериодические цефеиды *BR Aqr*, *RV Ari* и *RZ Cep* характеризуются слишком большими показателями цвета. В этих случаях мы склонны приписать значительную часть покраснения самим звездам. Быть может, они вовсе не являются звездами типа *RR Лиры*. Мы намерены особо исследовать спектроскопически—на новом мениковом телескопе нашей обсерватории—выявленные нами, аномальные по цвету звезды.

2. В результате более точного учета поглощения света, средняя абсолютная величина 47 короткопериодических цефеид оказалась равной  $+0^m.2 \pm 0^m.2$ . Принимая в расчет также и определения П. П. Паренаго (динамическое и на основе тригонометрических параллаксов), за среднюю абсолютную величину короткопериодических цефеид следует принять величину  $+0^m.3$ .

Вообще, точность средних параллаксов в значительной степени зависит от точности и однородности шкал используемых звездных величин. Нужно признать, что такой шкалы для короткопериодических цефеид пока еще не существует. Из нашего списка 35 звезд вовсе не имеют фотографических величин в ОКПЗ. В будущем, для успешного решения вопроса о нуль-пункте зависимости кривой период-светимость для цефеид, наряду с улучшением определения собственных движений короткопериодических цефеид, должна быть получена и однородная система их фотографических величин.

Выводы второго характера относятся к поглощению света в Галактике. Выше неоднократно отмечалось, что в соответствии с основной задачей звездной астрономии, главная цель настоящего исследования заключалась в изучении избирательного поглощения света в Галактике в различных ее направлениях. В параграфах 5, 6, 7 третьей главы довольно подробно рассмотрены все звезды нашего каталога по отдельности. Здесь мы приведем результаты более или менее общего характера. Они сводятся к следующему.

1. Согласно нашему материалу, значительное покраснение света на средних и высоких галактических широтах не является редким явлением, что свидетельствует о наличии отдельных рассеивающих облаков и на больших удалениях от галактической плоскости. Примерами могут служить короткопериодические цефеиды: *EH Lib*, *RV CrB*, *ST Boo*, *AR Her*, *TV Leo*, *SZ Leo*, *DH*, *BH* и *DY Peg* и другие.

2. Избытки цвета значительны и в тех направлениях неба, которые не носят явных следов потемнения. Примерами могут служить переменные: *BD Her*, *HU Cas*, *RZ Lyr*, *EZ Lyr*, *DX Del*, *DE Lac* и другие.

3. Наш материал не дает возможности исследовать распределение избирательно поглощающего вещества на малых участках неба, ввиду того, что исследуемые звезды сильно разбросаны по галактическим долготам и широтам. Все же, цефеиды *EZ* и *RZ Lyr*, *DE* и *CQ Lac*, *SW* и *CP Aqr*, *AA* и *V 341 Aql*, находятся сравнительно близко друг к другу. Судя по их избыткам цвета, избирательное поглощение в этих участках клюковато и неравномерно.

4. Показано, что большие области неба с центрами  $l=345^\circ$ ,  $b=+45^\circ$  и  $l=35^\circ$ ,  $b=-30^\circ$  характеризуются весьма неравномерным распределением поглощающего вещества.

5. Звезды *Y Lyr*, *XX Cyg*, *CQ Lac*, *CK Del*, *AA Aql* и другие расположаются недалеко от галактического экватора, но они характеризуются незначительным покраснением света. Это вполне согласуется с представлением о клюковатой структуре поглощающего вещества.

Можно высказать также следующее предположение. Как мы убедились, среди звезд типа *RR Лиры* существуют такие, которые обладают более интенсивным излучением в фотографическом участке спектра. Некоторое количество подобных звезд должно встречаться и на низких галактических широтах. Небольшое видимое покраснение таких звезд, естественно, не может указывать на разрежение рассеивающего вещества в этих направлениях. Может быть, перечисленные звезды принадлежат к таким «аномальным» цефеидам. В свете сказанного, они заслуживают специального исследования—спектроскопического и фотометрического.

6. В зону избегания попадают лишь шесть звезд нашего списка: *ST Oph*, *BD Her*, *BN Vul*, *RZ Cep*, *HU Cas*, *AR Per*, которые сильно разбросаны по долготам ( $350^\circ$ — $130^\circ$ ). Как и можно было ожидать, все они отягчены сильным покраснением света. При этом поглощение не равномерно. Избытки цвета заключены в пределах  $0^m.38$ — $0^m.68$ .

7. Средний избыток цвета на 100 парсеков по всем короткопериодическим цефеидам нашего каталога получается равным 0.05 зв. величины. Для исследования асимметрии распределения поглощающего вещества наш материал недостаточен.

8. Вычислялись средние значения параметров  $\alpha$  и  $\beta$  формулы поглощения Паренаго для трех галактических зон:  $0^\circ$ — $30^\circ$ ,  $30^\circ$ — $60^\circ$ ,  $60^\circ$ — $90^\circ$ , разделенных по широте. Для первой зоны получен результат  $\alpha=3^m.4$  на килопарсек и  $\beta=140$  парсеков. Предполагая  $3^m.5$  на килопарсек для двух остальных зон,  $\beta$  оказалась равной 112 и 92 парсекам, соответственно. Учитывая ошибки определения  $\beta$  по нашему материалу, ее значение для всей Галактики можем считать практически постоянным.

Май, 1957.

#### ЛИТЕРАТУРА

- Харадзе Е. К., Каталог показателей цвета 14000 звезд и исследование поглощения света в Галактике на основе цветовых избытков звезд, Бюлл. Абаст. Обс., 1952, 12.
- Тихов Г. А., Об изысканиях избирательного космического поглощения света, Изв. Рус. Астр. Общ., 1910, 16, № 3, 90—105.
- Воронцов-Вельяминов Б. А., Photographic magnitudes of globular clusters, АН, 1929, 236, 1—8.
- Воронцов-Вельяминов Б. А., On the determination of light absorption in space from the physical characteristics of globular clusters, АН, 1930, 237, 381—384.
- Trumpler R. T., Preliminary results on the distances, dimensions and space distribution of open star clusters, Bull. Lick. Obs., 1930, 14, № 420, 154—188.
- Паренаго П. П., Кукаркин Б. В., Флоря Н. Ф., Система шаровых скоплений, Труды ГАИШ, 1949, 16, 47—70.
- Бархатова К. А., Поглощение света и диаметры рассеянных звездных скоплений, АЖ, 1949, 26, 251—259.
- Wolf M., Ueber den dunklen Nebel NGC 6960, АН, 1923, 219, 109—111.
- Лавдовский В. В., Исследование темных туманностей в созвездиях Близнецов и Ориона по звездным подсчетам, Изв. Пулк. Обс., 1941, 16, (4), № 133.

10. Огородников К. Ф., Теоретический анализ метода Вольфа звездных подсчетов в темных областях, ДАН СССР, 1938, 19, № 1, 41—44.
11. Bottlinger K. F., Schneller H., Ueber die interstellare absorption innerhalb der Milchstrasse, Zs Aph, 1930, 1, 339—342.
12. Мельников О. А., Спектрофотометрия звезд δ Цефея и γ Орла и К-эффект для цефид, Труды Пулк. Обс., 1950, 64, сер. II.
13. Joy A. H., Rotation effects, interstellar absorption and certain dynamical constants of the Galaxy determined from Cepheid variables, AphJ, 1939, 89, 356—376.
14. Тихов Г. А., Об изысканиях избирательного космического поглощения света, Изв. Рус. Астр. Общ., 1910, 16, № 1, 1—15.
15. Дейч А. Н., Определение поглощения света в темных туманностях по собственным движениям звезд, Изв. Пулк. Обс., 1948, 17, № 141, 89—96.
16. Hubble E., The distribution of the extra-galactic nebulae, AphJ, 1934, 79, 8—76.
17. Oort J. H., Absorption and density distribution in the Galactic system, BAN, 1938, 8.
18. Vaucouleurs G., Evidence for a local supergalaxy, AJ, 1953, 58, № 1, 30—32.
19. Shapley H., A Test for High latitude absorption as a factor in the distribution of galaxies, PASP, 1953, 65, № 386, 237—241.
20. Shane C. D., Wirtanen C. A., The distribution of extragalactic nebulae, AJ, 1954, 59, № 8, 285—304, Shane C. D., The distribution of extragalactic nebulae, AJ, 1956, 61, № 7, 292—299.
21. Паренаго П. П., О темных туманностях и галактическом поглощении света, АЖ, 1940, 17, № 4, 1—20.
22. Паренаго П. П., О межзвездном поглощении света, АЖ, 1945, 22, 129—150.
23. Коцлашвили Т. А., Торонджадзе А. Ф., Метод определения плоскости симметрии поглащающей материи и вопрос о зависимости β от Z в формуле поглощения, АЖ, 1954, 31, 387—393.
24. Stebbins J., Huffer C. M., Whitford A. E., Colours of 1332 B-stars, AphJ, 1940, 91, 20—50 и друг.
25. Schalen C., Note on colour excesses in the cluster NGC 663 and its surroundings, Uppsala Medd., 1931, № 53.
26. Герасимович Б. П., Курс Астрофизики и звездной астрономии, т. II, ОНТИ, 1936, 534.
27. Амбарцумян В. А., Горделадзе Ш. Г., Проблема диффузных туманностей и космическое поглощение, Бюлл. Абаст. Обс., 1938, 2, 37—68.
28. Шайн Г. А., Пространственное покраснение и распределение яркости в Млечном Пути, АЖ, 1937, 14, 293—300.
29. Кукаркин Б. В., Селективное и общее поглощение в плоскости Млечного Пути, АЖ, 1940, 17, № 1, 13—17.
30. Никонов В. Б., Опыт построения фундаментального каталога фотоэлектрических цветовых эквивалентов звезд спектральных типов B8 и B9, Бюлл. Абаст. Обс., 1953, 14.
31. Быстрова Н. В., К вопросу о постоянстве или различии формы кривых межзвездного поглощения в различных участках неба, АЖ, 1956, 33, 563—567.
32. Binnendik L., The space distribution of interstellar material in the Milky Way, AphJ, 1952, 115, 428—458.
33. Beals C. S., Oke J. B., Molecules of gas and grains of dust in interstellar space, JRA Soc. Canada 46, 41—56.
34. Münch G., Galactic structure and the distribution of interstellar gas, PASP, 1953, 65, 179—184.
35. Шайн Г. А., Газе В. Ф., О преимущественной ориентации волокон и других структурных деталей в газовых туманностях, ДАН СССР, 1952, 82, 857—860.
36. Паренаго П. П., Курс звездной астрономии, III, Москва, 271.

37. Амбарцумян В. А., Мустель Э. Р., Северный А. В., Соболев В. В., Теоретическая астрофизика, под ред. В. А. Амбарцумяна, Москва, 1952, 584.
38. Gleissberg W., Interstellare diffusion als Ursache der Farbenexzesse, AN, 1932, 246, 329—340.
39. Мельников О. А., Покраснение ранних с-звезд и закон космического поглощения, Пулк. Цирк., 1937, № 21, 1—14.
40. Rudnick J., On reddening in B-type stars, AphJ, 1936, 83, 394—400.
41. Кукаркин Б. В., Селективное и общее поглощение в плоскости Млечного Пути, АЖ, 1940, 17, 13—17.
42. Stebbins J., Huffer C. M., Whitford A. E., Space reddening in the Galaxy, AphJ, 1939, 90, 209—229.
43. Stebbins J., Whitford A. E., Six-color photometry of stars. I. The law of space reddening from the colors of O and B stars, AphJ, 1943, 98, 20—32.
44. Diván L., Recherches sur la loi d'absorption de la poussière interstellaire et sur le spectre continu des étoiles O et B, Ann d'Astrophys., 1954, 17, 456—540.
45. Baade W., Minkowski R., The Trapezium cluster of the Orion nebula, AphJ, 1937, 86, 119—122.
46. Baade W., Minkowski R., Spectrophotometric investigations of some O- and B-type stars connected with the Orion nebula, AphJ, 1937, 86, 123—135.
47. Johnson H. L., Morgan W. W., Some evidence for a regional variation in the law of interstellar reddening, AphJ, 1955, 122, 142—145.
48. Schalen C., Spectrophotometry with a Schmidt telescope. A study of different colour-equivalents and the law of space reddening, Uppsala Astr. Obs. Ann., 1951, 3, Nr. 5.
49. Van-Rhijn P. J., The dependence of interstellar absorption of light on the wavelength, BAN, 1953, 12, № 441, 1—6.
50. Borgman T., The dependence of interstellar absorption of light on the wavelength, BAN, 1954, 12, № 457, 201—209.
51. Мирзоян Л. В., К вопросу о законе космического поглощения, Изв. АН Арм. ССР, 1952, 5, № 6, 25—37.
52. Struve O., La constitution des nébuleuses par réflexion Ann. d'Aph, 1938, 1, 143—172.
53. Schalen C., Ueber Probleme der interstellaren Absorption, Uppsala Medd., 1936, № 64.
54. Коцлашвили Т. А., Фотовизуальные величины 1813 звезд и избирательное поглощение света в трех участках Млечного Пути M 34, M 35 и Cirrus. Бюлл. Абаст. Обс., 1950, 11, 19—72.
55. Амбарцумян В. А., Флюктуации в числе внегалактических туманностей и галактическое поглощение, Бюлл. Абаст. Обс., 1940, 4, 17—23.
56. Кукаркин Б. В., Оптическая толщина селективного поглощения элементарной темной туманности, ДАН СССР, 1944, 42, № 6, 251.
57. Маркарян Б. Е., Флюктуации в видимом распределении звезд и космическое поглощение, Сообщ. Бюрак. Обс., 1946, № 1.
58. Амбарцумян В. А., Подсчеты внегалактических туманностей и галактическое поглощение, ДАН Арм. ССР, 1947, 6, № 4, 105—109.
59. Shapley H., Thirty-six thousand galaxies in the south polar cap. HA, 1937, 105, 137—208.
60. Хабибуллин Ш. Т., Флюктуации в числах звезд, приведенных к галактическому полюсу и межзвездное поглощение света, АЖ, 1949, 27, 105—109.
61. Агекян Т. А., О флюктуациях в видимых распределениях галактик, АЖ, 1955, 32, 416—424.
62. Паренаго П. П., Строение Галактики, Усп. Астр. Н., 1948, 4, 69—171.

63. Oort J. H., van de Hulst H. C., Gas and smoke in interstellar space, *BAN*, 1946, **10**, 187—204.
64. Strömgren B., On the density distribution and chemical composition of the interstellar gas, *AphJ*, 1948, **108**, 242—275.
65. Mc Crea W. H., The size of interstellar clouds, *Observatory*, 1950, **70**, 100—103.
66. Маркарян Б. Е., Распределение звезд и космическое поглощение в направлении галактических полюсов, *ДАН Арм. ССР*, 1946, **4**, № 1.
67. Ващакидзе М. А., Изучение галактического поглощения света по избыткам цвета внегалактических туманностей и долгопериодических цефенов и другими методами, *Бюлл. Абаст. Обс.*, 1953, **13**.
68. Фесенков В. Г., К вопросу об общей массе поглощающей материи в галактической системе, *ДАН СССР*, 1940, **28**, 590—592.
69. Stebbins J., Huffer C. M., Whitford A. E., The mean coefficient of selective absorption in the Galaxy, *AphJ*, 1940, **92**, 193—199.
70. Хавтаси Д. Ш., К статистическому изучению темных туманностей, *Бюлл. Абаст. Обс.*, 1955, **18**, 29—114.
71. Бадалян Г. С., Определение показателей и избытков цвета галактических цефенов, *Сообщ. Бюраканск. Обс.*, 1956, вып. 17, 3—26.
72. Zonn W., Determination of interstellar absorption based on Elvius' catalogue of Kapteyn's Selected Areas, *Acta Astronomica*, 1956, **6**, 1, 34—37.
73. Adolfsson T., A spectrophotometric investigation into bright and dark regions in Taurus. Part III. The distribution of obscuring material, *Arkiv astron.*, 1954, **1**, № 5, 495—529.
74. Franklin A., Analysis of a dark nebula in Cygnus, *AJ* 1955, **60**, 351—355.
75. Bok J., Connolly S. J., Star counts for the section between galactic longitudes  $160^{\circ}$  and  $173^{\circ}$ , *AJ*, 1954, **59**, 384—387.
76. Bok J., Palomar-Schmidt star counts for two heavily obscured fields, *AJ*, 1956, **61**, 309—316.
77. Spitzer L., Lautman D. A., The distribution of interstellar sodium and calcium, *AphJ*, 1956, **123**, 363—366.
78. Voigt H. H., The interstellar sodium lines in a region of Scutum, *PASP*, 1956, **68**, № 400, 46—54.
79. Амбарцумян В. А., К теории флюктуаций в видимом распределении звезд на небе, *Сообщ. Бюрак. Обс.*, 1951, выпуск VI.
80. Chandrasekhar S., Münch G., The theory of the fluctuations brightness of the Milky Way. III, *AphJ*, 1951, **114**, 110—122.
81. Маркарян Б. Е., К вопросу о флюктуациях в видимом распределении звезд, *Изв. АН Арм. ССР*, 1954, **7**, № 3, 33—34.
82. Торонджадзе А. Ф., О зависимости от избытка цвета множителя, переводящего селективное поглощение в полное, *АЦ*, 1956, № 167, 11—12.
83. Stebbins J., Whitford A. E., Photometric magnitudes and colors of extragalactic nebulae, *AphJ*, 1937, **86**, 247—273.
84. Velghe A. G., Studies of dark nebulae based on truncation distribution of stars, *AJ*, 1955, **61**, 241—253.
85. Горделядзе Ш. Г., Харадзе Е. К., Исследование анаберрационной камеры Шмидта, *Бюлл. Абаст. Обс.*, 1938, **3**, 133—140.
86. Кукаркин Б. В., Паренаго П. П., Общий каталог переменных звезд, Изд-во АН СССР, М.—Л., 1948.
87. Кукаркин Б. В., Паренаго П. П., Стандартные кривые блеска цефенов, *АЖ*, 1937, **14**, 181—192.
88. Бадалян Г. С., Долгопериодические цефены и избирательное поглощение света в Галактике, *Сообщ. Бюраканск. Обс.*, 1949, вып. 3.
89. Паренаго П. П., АР Негрулис — долгопериодическая цефена с необычными изменениями периода, *Пер. зв.*, 1951, **8**, 204—212, Кукаркин Б. В., Долгопериодическая цефена CR Серпhei, *Пер. зв.*, 1952, **8**, 478—479, и друг.

90. Struve O., The spectra of the Cepheid Variables, *Observatory*, 1944, **65**, 257—273.
91. Code A. D., A note on the period—spectrum relation among cepheids, *AphJ*, 1947, **106**, 309—311.
92. Iwanowska W., A spectrophotometric study of RR Lyrae type variables, *Torun. Bull.*, 1953, **11**.
93. Ващакидзе М. А., Харадзе Е. К., Об одном способе определения колорин-дексов слабых звезд, *Сообщ. Груз. фил. АН СССР*, 1940, **1**, № 9, 673—676.
94. Мартынов Д. Я., Анаберрационный шмидтовский телескоп астрономической обсерватории им. В. П. Эпгельгардта, *Изв. АОЭ*, 1951, № 27, 53—75.
95. Алания И. Ф., Индивидуальные моменты максимумов короткопериодических цефенов, *АЦ*, 1954, **146**, 14.
96. Алания И. Ф., Индивидуальные моменты 40 звезд типа RR Лиры. *АЦ*, 1956, **173**, 20—21.
97. Бартая Р. А., Определение спектральных абсолютных величин слабых звезд типов B5—A7, *Бюлл. Абаст. Обс.*, 1953, 37—106.
98. Seares F. H., Joyner M. C., Revised standards of color index for polar stars, *Aph J*, 1945, **101**, 15—35.
99. Мегрелишвили Т. Г., Изучение некоторых физических свойств высоких слоев атмосферы методом электроколориметрии сумерек, *Бюлл. Абаст. Обс.*, 1948, **9**.
100. Каланадзе Н. Б., Определение абсолютных величин слабых звезд поздних спектральных классов (G и K) по спектрам, полученным с объективной призмой, *Бюлл. Абаст. Обс.*, 1949, **10**, 63—123.
101. Seares F. H., Ross F. E., Joyner M. C., The catalogue of magnitudes and colors north of  $+80^{\circ}$ , *Publ. Carnegie Inst.*, 1941, № 532.
102. King I., A note on the concept of effective wave length, *AphJ*, 1952, **115**, 580—582.
103. Паренаго П. П., Исследование различных зависимостей у цефенов, *Пер. Зв.*, 1954, **10**, 193—235.
104. Munch G., Terrazas L. R., The spectrum of cluster-type cepheids, *AphJ*, 1946, **103**, 371—374.
105. Joy H., Spectra of the brighter variables in globular clusters, *AphJ*, 1949, **110**, 105—116.
106. Кукаркин Б. В., Исследование строения и развития звездных систем на основе изучения переменных звезд, Москва—Ленинград, ГИТТА, 1949.
107. Павловская Е. Д., Определение средней абсолютной величины и исследование кинематики короткопериодических цефенов, *Пер. Зв.*, 1953, **9**, 349—370.
108. Robert M., Sandage A., The region of instability for RR Lyrae stars in the color-magnitude diagram for M3, *AJ*, 1955, **60**, 185—197.
109. Gratton L., Lavagnino C. J., Spektrographische beobachtungen des veränderlichen Al Velorum, *Zs Aph*, 1953, **32**, 69—90.
110. Stebbins J., Separation of the variations in area and in surface brightness of RR Lyrae, Delta Cephei, and Eta Aquilae, with applications to the period-luminosity relation, *PASP*, 1953, **65**, 118—131.
111. Robert M., A photometric study of RR Lyrae, *AJ*, 1954, **59**, 185.
112. Fringant A. M., Sur la classification spectrale de RR Lyrae, *CR*, 1953, **237**, 225—226.
113. Shapley H., *AJ*, 1918, **48**, 89.
114. Кукаркин Б. В., Форма кривой «период-светимость» у долгопериодических цефенов, *АЖ*, 1937, **14**, 125—129.
115. Кукаркин Б. В., Форма зависимости между периодом и светимостью у переменных звезд, *П. З.*, 1949, **7**, 57—68.
116. Мельников О. А., Космическое поглощение по долгопериодическим цефенам в связи с вопросом о нуль-пункте «период-светимость», *Бюлл. Абаст. Обс.*, 1945, **8**, 65—69.
5. აბასთ. ასტრომ. თბე. ბიულ., № 23

117. Baade W., Trans. IAU, 1954, 8, 397—399.  
 118. Thackeray A. D., Wesselink A. T., Distances of the Magellanic Clouds, MN ASSA, 1953, 12, 33—34.  
 119. Shapley H., Note on the extragalactic distance scale, AJ, 1953, 58, 227—228.  
 120. Филин А. Я., О нуль-пункте зависимости «период-светимость» для долгопериодических цефид, Бюлл. Сталинабад. астроном. Обс., 1954, № 10, 14—19.  
 121. Blaauw A., Morgan H. R., On the luminosities of the nearest Cepheids, BAN, 1954, 12, 95—98.  
 122. Weaver H., The distance to the galactic center and the zero point of the Cepheid period-luminosity relation, AJ, 1954, 59, 375—384.  
 123. Копылов И. М., Определение расстояний до внегалактических туманностей по новым звездам, Изв. Крымск. Обс., 1955, 13, 76—81.  
 124. Копылов И. М., Кумайгородская Р. Н., Параметры подсистем и абсолютные величины долгопериодических цефид, Изв. Крымск. Обс., 1955, 15, 169—189.  
 125. Паренаго П. П., Плотность материи в окрестностях Солнца и динамическое определение средней абсолютной величины короткопериодических цефид, АЖ, 1954, 31, 425—428.  
 126. Strömgren G., Computation of mean parallaxes, mean absolute magnitudes, and mean distances for groups of stars from components of the proper motions, Aph.J., 1936, 84, 555—567.  
 127. Ross F. E., Calvert M., Atlas of the Northern Milky Way, Chicago, 1934.  
 128. Künn R., Der Licht und Farbwechsel einiger RR Lyrae—Sterne, AN, 1951, 279, 241—252.  
 129. Seares F. H., Joyner M. C., Discussions of color index and spectral type, Aph. J., 1943, 98, 261—301.  
 130. Stibbs D. W., The intrinsic colours of galactic cepheid variables, MN, 1955, 115, 323—337.

#### INVESTIGATION OF THE SELECTIVE LIGHT ABSORPTION IN THE GALAXY ON THE BASE OF COLOUR EXCESSES OF RR LYRAE TYPE STARS

J. PH. ALANIA

The paper aims to study the selective light absorption in various directions in the Galaxy, on the base of colour excesses of RR Lyrae type stars.

The variables were photographed with the 40-cm Schmidt camera through BG3 and GG11 light filters on Isochrom films.

Since the variables of this type change their colours with the variations of light, the colour indices were determined at maximum brightness moments. The negatives were standardized by North polar sequence stars.

The colour indices obtained were reduced to the zenith distance of the Pole by the formula:

$$m = 0.30 - 0.20 F(Z).$$

The mean quadratic error of a single colour indice is equal to  $\pm 0^m.05$ . The colour indices were reduced to the international system by the formula.

$$Cl_{int} = -0.029 - 0.006 (10.0 - m) + 0.909 Cl_{Kop}$$

An average colour index of stars having galactic latitudes above  $60^\circ$  was used as normal colour. The observations showed that 80% of these stars form a homogenous group of colour characteristics.

The absence of correlation between a period and colour index was discussed.

A mean absolute magnitude of 47 RR Lyrae type stars was determined on the base of proper motions by E. Pawlowskaja.

A more accurate reduction for light absorption gave

$$\bar{M} = +0^m.2 \pm 0^m.2$$

All the stars of our catalogue were studied from the view-point of interstellar reddening. General conclusions were derived.

The parameters of the absorption formula by Parenago were determined for the three galactic zones:  $0—30^\circ$ ,  $30—60^\circ$  and  $60—90^\circ$ .

May, 1957.